

**ATENÇÃO:** esses resumos visam a **auxiliar** o estudo de cada capítulo, enfatizando os principais pontos levantados em cada trecho do livro *Extragalactic Astronomy and Cosmology: an Introduction*, de Peter Schneider. **De forma alguma** esses resumos podem **substituir** a leitura e estudo do livro, o qual é muito mais completo.

## Capítulo 2 – Resumo

### Seção 2.1

A Seção 2.1 trata de sistemas de coordenadas úteis para situar objetos dentro da nossa Galáxia. Dada a existência de um plano preferencial (o disco), esses sistemas devem possuir simetria axial. Esse é o caso do sistema de coordenadas cilíndricas  $(R, \theta, z)$ , com origem no centro da Galáxia e com o plano  $\theta = 0^\circ$  apontando na direção do Sol. Assim, as coordenadas do Sol são aproximadamente  $(R, \theta, z) = (8000 \text{ pc}, 0^\circ, 0)$ . O Sol não está exatamente no plano do disco, mas o valor  $z_\odot = 0 \text{ pc}$  é uma aproximação razoável em muitas situações.

Outro sistema de coordenadas amplamente usado é o Galáctico. As coordenadas Galácticas são a longitude e a latitude Galácticas,  $l$  e  $b$  respectivamente. Este sistema é centrado em nossa posição, sendo que  $l$  é uma coordenada angular que varre o plano do disco ( $0^\circ \leq l \leq 360^\circ$ ), enquanto que  $b$  é contada a partir deste plano. Ou seja,  $b=0^\circ$  corresponde ao plano da Via-Láctea. Já  $(l, b) = (0^\circ, 0^\circ)$  corresponde à direção do centro da Galáxia.

O texto da Seção 2.1 menciona que as transformações de coordenadas Galácticas  $(l, b)$  para coordenadas equatoriais  $(\alpha, \delta)$  estão disponíveis em programas de computador na web. É dada a correspondência entre essas coordenadas para direções como o centro da Galáxia e o pólo norte Galáctico.

Finalmente, é apresentado o conceito de zona de exclusão (zone of avoidance) como sendo a região muito próxima do plano do disco ( $|b| < 10^\circ$ ). Devido à alta densidade de estrelas e à presença de poeira do meio estelar, é difícil detectar galáxias nessa região. A alta densidade de estrelas causa sobreposição entre estas e os objetos extragalácticos. A poeira absorve a luz óptica. Galáxias são detectadas na zona de exclusão usando ondas de rádio, pois essas ondas penetram o meio interestelar e nem todas as estrelas são radio fontes. Este é o caso, por exemplo de Dwingeloo 1, situada a apenas alguns Mpc de distância, mas com latitude Galáctica  $b = -0.11^\circ$ . Dwingeloo 1 foi descoberta usando a linha de  $\lambda = 21 \text{ cm}$  do HI.

### Seção 2.2

Esta seção trata de métodos de determinação de distâncias, passo fundamental para situar fontes Galácticas no espaço, pois as distâncias complementam a posição no céu (direção), dada pelas coordenadas  $(l, b)$ , por exemplo.

A importância de medidas de distância é discutida. Trata-se de medida crucial para mapear a distribuição de estrelas, gás e poeira, e com isso modelar a estrutura da Galáxia. Distâncias também permitem inferir grandezas físicas intrínsecas dos objetos, como seu tamanho físico (a partir da sua

dimensão angular no céu) ou sua luminosidade (a partir de seu fluxo medido).

Nas subseções 2.2.1 a 2.2.7 são então apresentados os seguintes métodos de determinação de distâncias:

- **Paralaxe trigonométrica.** Meu professor José Codina, do MCT/Observatório Nacional, dizia que este termo é redundante porque “paralaxe” é necessariamente um ângulo e, portanto, uma definição trigonométrica. Ele tem razão, mas o termo existe para diferenciar métodos fotométricos e espectroscópicos (ver subseções 2.2.4 e 2.2.5), que por vezes são chamados, de forma abusiva, de *paralaxes fotométrico* e *paralaxe espectroscópico*, respectivamente. Enfim, o paralaxe ( $p$ ) é o ângulo que a Terra e o Sol fazem entre si quando vistos a uma dada distância. Quanto maior a distância, menor o valor de  $p$ . Do ponto de vista de quem está na Terra, o paralaxe é o ângulo pelo qual uma estrela se desloca no céu devido à mudança da visada à ela causada pelo nosso movimento orbital em torno do Sol. Medindo este ângulo, temos então a distância à estrela, pois conhecemos o raio orbital da Terra (ver fórmulas 2.2 a 2.4 e figura 2.3). Note que esse é o chamado paralaxe heliocêntrico. Note que estrelas muito distantes têm o paralaxe imensuravelmente pequeno, o que limita este método de distância às estrelas com  $D \leq 500$  pc aproximadamente ( $p > 0.002''$ ). O satélite GAIA, a ser lançado em 2013, irá estender esses limites até uns 5000pc, medindo paralaxes confiáveis para centenas de milhões de estrelas. Vale ressaltar ainda que o conceito de paralaxe é mais geral do que o caso astronômico e heliocêntrico. Podemos ver um objeto colocado à nossa frente se deslocar com relação aos objetos de fundo simplesmente olhando com um olho de cada vez, alternadamente. Se ampliarmos ainda mais a linha de base, andando alguns metros para um lado e para o outro, o paralaxe aumenta ainda mais. Se afastarmos o objeto, o paralaxe naturalmente diminui para uma linha de base fixa.
- **Movimentos próprios.** Estrelas se movem no espaço dentro de nossa Galáxia. Seus movimentos relativos ao Sistema Solar podem ser decompostos em um componente radial (ao longo da linha de visada) e um componente tangencial (perpendicular à linha de visada à estrela). O radial pode ser medido pelo efeito Doppler. O tangencial resulta no deslocamento angular da estrela no céu, a que chamamos de movimento próprio ( $\mu$ ). Fixada a velocidade tangencial, quanto mais longe está uma estrela, ou um grupo de estrelas que se movem juntas, menor o valor de  $\mu$ .
- **Método do aglomerado comóvel.** Estrelas de um aglomerado estelar tendem a se manter fisicamente coesas por um bom tempo. Isso significa que elas se movem coerentemente no espaço, compartilhando portanto as velocidades radial e tangencial. Num aglomerado próximo e que cubra um raio angular grande no céu, contudo, os movimentos próprios das estrelas do aglomerado tenderão a ser ligeiramente oblíquos entre si, apontando para um ponto de convergência no céu. É nesta direção de convergência que o aglomerado estaria a uma distância infinita, dado um tempo igualmente infinito. Este ponto permite então quantificar a velocidade tangencial dada a componente radial do sistema (medida via efeito Doppler). Mas  $V_t$  depende de  $\mu$  e da distância, o que nos permite determinar esta última dado o valor de  $\mu$  típico das estrelas do aglomerado. A situação geométrica é ilustrada na figura 2.4.
- **Distâncias fotométricas.** Quando medimos magnitudes e cores para estrelas de um aglomerado podemos então plotar esses pontos num diagrama cor-magnitude (CMD). Nele veremos que as estrelas se distribuem ao longo de sequências (linhas do CMD) bem definidas, como a sequência principal, os ramos de subgigantes e de gigantes vermelhas, o ramo horizontal, etc (ver figura 2.5). Essas sequências indicam o estágio evolutivo em que estrelas de diferentes massas se encontram. Sabemos a partir dos modelos de evolução estelar quais as características físicas dessas estrelas, como sua luminosidade e temperatura atmosférica (diagrama

Hertzprung-Russel). Conhecido então um valor aproximado para luminosidade (que, a uma cor fixa vai variar com a temperatura e a composição da estrela) e medido o fluxo (brilho) dessas estrelas, inferimos a sua distância. Para estrelas isoladas, fica mais difícil de identificar, apenas pela sua cor, se ela pertence à sequência principal ou ao ramo de gigantes, por exemplo. Assim, a aplicação deste método é mais difícil. Um outro problema deste método é que o meio interestelar absorve e espalha a luz das estrelas. A poeira em especial extingue a luz das estrelas de forma diferenciada em comprimento de onda, tornando a estrela não apenas mais tênue em qualquer filtro fotométrico, mas também mais vermelha. É fundamental então que se procure estimar os coeficientes de absorção e de avermelhamento sobre as magnitudes medidas antes de se estimar as distâncias interestelares usando medidas de fotometria. Para isso a análise de diagramas cor-cor é bem útil.

- No caso de estrelas que têm um espectro disponível, é possível determinar sua classe de luminosidade e sua classe espectral, o que situa a estrela no diagrama Hertzprung-Russel. Daí ser possível inferir sua magnitude absoluta e distância.
- Estrelas binárias podem ter seu período orbital determinado. No caso de binárias visuais (em que separamos as componentes do par) podemos também inferir, a partir dos espectros, a sua posição no diagrama HR e, por conseguinte, estimar a massa do sistema. Aplicando a 3ª lei de Kepler podemos então determinar o eixo maior da órbita. Apenas no caso em que temos uma binária visual, podemos então inferir a distância como a razão entre o eixo maior e separação angular do par.
- Há diferentes tipos de estrelas variáveis pulsantes, cuja luminosidade varia com período regular, estando correlacionada com este: quanto maior o período de pulsação e variação do brilho, maior sua luminosidade média. Exemplos de variáveis pulsantes são as Cefeidas e as RR Lyrae. A existência de uma relação bem definida período-luminosidade permite que a luminosidade média seja determinada, pois o período é medido construindo-se a curva de luz da estrelas (fluxo vs. tempo). A comparação da luminosidade e fluxo médios leva então à determinação da distância. Um complicador para este método de determinação de distâncias é que a relação P-L também depende da abundância química. Trata-se portanto de uma relação período-luminosidade-metalicidade, onde metalicidade é uma medida da fração da massa de uma estrela que está na forma de elementos químicos com número atômico  $Z > 2$ . Exemplos dessa relação P-L são mostrados na figura 2.9.

## Seção 2.3

A Galáxia tem diferentes componentes estruturais. O disco é o que contém a maior parte das estrelas e praticamente todo o gás e a poeira (meio interestelar). No plano do disco encontram-se braços espirais, onde o meio interestelar é mais denso e onde há mais formação estelar. O Sol é uma estrela do disco Galáctico. Além do disco há um componente esferoidal, o qual se subdivide em um bojo central e denso e um halo rarefeito e extenso. No componente esferoidal encontram-se quase que exclusivamente estrelas velhas, como as que formam os aglomerados globulares.

### Seção 2.3.1

Desde o século XIX que usa-se a técnica de contagem de estrelas em diferentes direções no céu para se estudar a estrutura da Galáxia. Em especial, se podemos estimar distâncias às estrelas, podemos então

construir um mapa tridimensional. Estudos deste tipo revelam que o disco têm um perfil de densidade de estrelas que é descrito por uma exponencial dupla. Ou seja, a densidade varia exponencialmente tanto no plano do disco quanto perpendicularmente a este. Em coordenadas cilíndricas, esse perfil é expresso pela eq. 2.34 do livro.

Rigorosamente não existe apenas um disco. Há dois componentes planares básicos, o disco fino e o espesso, com escalas exponenciais perpendiculares ao plano (em  $z$ , *verticais*) de aproximadamente 300 e 1000 pc, respectivamente. O disco espesso é constituído por estrelas velhas. Já o disco fino se subdivide em uma população jovem, com escala de  $h \sim 100$ pc e um componente mais velho, com escala 3 vezes maior. O componente jovem, como é de se esperar, está relacionado à distribuição do gás e poeira, já que novas estrelas se formam a partir deste meio interestelar. O gás molecular (formado principalmente por  $H_2$ ) tem escala de altura de 65pc, enquanto que o H atômico (HI) tem escala  $h \sim 90$ pc.

Na verdade observa-se uma relação entre a escala de altura das estrelas e sua idade. Estrelas mais velhas formam um componente mais espesso. Possivelmente as estrelas do disco têm órbitas circulares e bem restritas ao plano do disco quando se formam, mas ao longo do tempo essas órbitas sofrem perturbações gravitacionais, com nuvens do meio interestelar, aglomerados estelares e passagem pelos braços espirais, o que leva ao aumento da dispersão de velocidades das estrelas mais velhas. Estrelas com idades  $\tau < 3$  Ganos têm uma dispersão de velocidades na direção vertical de uns 16 km/s, o que permite, dada a massa do disco, uma configuração com valores de  $z$  em torno de 250 pc. Já estrelas com mais que o dobro dessa idade têm dispersão  $\sigma_z \sim 25$  km/s, o que leva a uma escala vertical de  $h \sim 350$ pc. Uma descrição alternativa para o perfil perpendicular ao plano é usando uma  $sech^2$  no lugar de uma exponencial.

No plano do disco, o perfil de densidade cai exponencialmente com uma escala  $h_R \sim 3.5$  kpc. Na vizinhança solar a densidade de estrelas é da ordem de 0.2 estrela / pc<sup>3</sup>. Em torno de 2-6% das estrelas estão associadas ao disco espesso e algo como 0.1-0.2% pertence ao componente esferoidal.

### Seção 2.3.2

Além da correlação entre a idade e a dispersão de velocidade com a escala de altura, as estrelas do disco também variam em termos de sua metalicidade. O disco espesso é formado por estrelas velhas e mais pobres em metal do que as do disco fino. O halo estelar é ainda mais pobre em metais do que o disco espesso, possuindo possivelmente estrelas também mais velhas.

O disco fino possui uma dispersão maior nos valores de metalicidade, assim como na distribuição de idades, sendo que há também um gradiente vertical de metalicidade no disco fino.

Tradicionalmente as populações estelares extremas do disco e do componente esferoidal eram denominadas de população I e II, respectivamente, sendo a primeira dominada pela cor azul das estrelas jovens de alta massa do disco, enquanto que a segunda tem coloração avermelhada típica de estrelas mais velhas e de massa menor do que a solar.

Explosões de supernovas (Sns) são a principal via de produção de *metais* (elementos com  $Z > 2$ ). As SN se dividem em classes, SNIa,b,c e SNII. As SNIb,c e as SNII, na verdade, são fenômenos semelhantes entre si, em que uma estrela de alta massa axaure seu combustível nuclear para reações de fusão. Sua região central então colapsa e o restante da estrelas, ao colapsar, ricocheteia no caroço central extremamente denso, provocando a explosão. A maior parte da massa da estrela progenitora é

então devolvida ao meio interestelar, incluindo os núcleos de elementos químicos resultantes dos diferentes processos de fusão nuclear ocorridos ao longo da evolução da estrela.

As SN Ia são objetos diferentes. Acredita-se que são sistemas binários em que a estrela primária (de maior massa) evolui para uma anã branca. Quando a secundária transforma-se numa gigante vermelha, ela transfere matéria para a primária, a qual eventualmente atinge o limite de Chandrasekhar, no qual a anã branca não mais mantém seu equilíbrio hidrostático. O colapso da primária leva à rápida síntese de elementos mais pesados, de forma explosiva, novamente com ejeção de grande quantidade desses elementos de volta para o meio interestelar.

O material enriquecido em metais ejetado pelas SNs eventualmente é usado para formar novas estrelas, o que nos permite concluir que as novas gerações de estrelas tendem a ter maior metalicidade do que as gerações precedentes → enriquecimento químico da Galáxia, relação idade-metalicidade.

As SNI contribuem majoritariamente para o enriquecimento do meio interestelar em elementos como Fe. Já as SNII contribuem com a maior parte dos elementos  $\alpha$ , como O, Ne, Al, Si, Mg, etc. Outra diferença é a escala de tempo em que explodem. As SNII, por terem progenitoras de alta massa, explodem alguns milhões de anos após a formação de uma população estelar. Já as SNI vêm de progenitoras de menor massa em sistemas binários, de forma que começam a explodir depois de  $\sim 10^9$  anos desde a formação da população a que pertencem. Assim sendo, uma população estelar que se forma rapidamente, em menos de  $10^9$  anos, tenderá a aproveitar o meio interestelar enriquecido apenas pelas SNII das populações que a antecederam. Isso significa um valor alto para o índice  $[\alpha/\text{Fe}]$ .

Valores típicos de metalidade  $[\text{Fe}/\text{H}]$  são dados para os componentes disco fino, disco espesso e esferoidal, indicando uma diminuição da metalicidade nesta ordem. Usando a relação idade-metalicidade, as estrelas do disco fino tendem a ser, em média, mais jovens do que as do espesso, sendo as do halo as mais antigas.

Uma discussão sobre a origem do disco espesso permite 3 cenários distintos: I) formação do disco espesso já com uma escala de altura e dispersão de velocidades maior do que a observada no fino; II) origem do disco espesso a partir de um disco fino primordial, cujas estrelas (velhas) foram sendo perturbadas em suas órbitas, adquirindo uma configuração mais espessas e com órbitas mais variadas ao longo do tempo; III) formação do disco espesso a partir da acreção de objetos menores, como satélites galácticos. Em outras espirais, observa-se inclusive a existência de discos espessos em contra-rotação com relação ao fino, o que é mais facilmente explicável pelo cenário III acima.

A razão  $M/L$  cresce quanto mais velha uma população estelar. Isso porque a luminosidade  $L$  de estrelas na sequência principal cresce rapidamente com a massa:  $L \propto M^{3.5}$ . Uma população jovem, com estrelas de alta massa ainda na sequência principal, terá então estrelas extremamente luminosas, com  $L$  dezenas de milhares de vezes a luminosidade solar. Essas estrelas são azuladas, o que dá à uma população jovem um índice de cor bem menor do que o solar, por vezes negativo. A razão  $M/L$  obviamente é bem menor do que  $M_{\odot}/L_{\odot}$ . Já uma população velha tem sua luminosidade dominada por estrelas gigantes vermelhas e no turn-off da sequência principal. A razão  $M/L$  dessas estrelas é bem maior do que no caso das estrelas de alta massa.

### Seção 2.3.3

O meio interestelar da Galáxia é composto por gás, principalmente na forma de H e He, e poeira. O

hidrogênio é encontrado tanto na forma atômica, HI, quanto na forma molecular, H<sub>2</sub>. O HI é detectado em ondas de rádio, principalmente pela linha de  $\lambda = 21$  cm, a qual corresponde à transição do spin do elétron de uma orientação paralela ao spin do próton para uma orientação anti-paralela ao mesmo. Essa radiação de baixa frequência passa livremente pelo próprio meio interestelar, contrariamente à luz óptica, que é absorvida pela poeira. Então é possível mapear a distribuição de HI em todo o plano do disco. Já o H<sub>2</sub> é mais difícil de detectar, pois essa molécula não tem linhas intensas. É comum usar mapas de CO, que têm várias linhas fortes na faixa de mm e cm de comprimento de onda, como traçador do gás molecular, que é mais frio do que o atômico.

A distribuição de HI se estende a grandes distâncias do centro da Galáxia. HI também é detectado a grandes distâncias galactocêntricas em outras galáxias disco. Medidas cinemáticas deste componente a essas grandes distâncias permite quantificar a presença da matéria escura em escalas galácticas. Já o componente molecular do meio interestelar é mais concentrado, tanto no plano do disco, quanto perpendicular a ele. As escalas de altura nas vizinhanças do Sol são 90pc e 160pc para o H<sub>2</sub> e para o HI, respectivamente. Para  $R \gg R_0$ , a escala vertical do HI é muito maior, o que chamamos de *disk flaring*. Essa maior escala de altura é provavelmente causada por perturbações gravitacionais pelos satélites da Galáxia, cujas órbitas estão geralmente além das áreas internas do disco. Exemplo de satélites que podem perturbar a dinâmica do disco externo são as Nuvens de Magalhães.

Já a poeira pode ser detectada pela absorção (extinção) da luz óptica ou pela sua emissão no infravermelho distante. A poeira e o gás molecular seguem distribuição semelhante, com maior concentração ao longo dos braços espirais. É nas nuvens moleculares mais densas ao longo dos braços que a densidade é suficientemente alta e a temperatura suficientemente baixa para que haja a contração, fragmentação e colapso gravitacional do material, formando novas estrelas.

#### Seção 2.3.4

A seção começa falando de campos magnéticos. São detectados de formas diversas.

- Pela observação de luz polarizada em direções com alta extinção. Neste caso, a polarização da luz ocorre pela orientação coerente dos grãos de poeira ao longo das linhas de campo magnético. Pelo grau e direção de polarização pode-se estimar a intensidade e direção do campo magnético.
- Efeito Zeeman: ele faz com que níveis de energia internos de átomos sejam alterados, cada nível transformando-se em dois ou mais níveis diferentes. A diferença de energia entre esses níveis depende da intensidade do campo, sendo então possível quantificá-lo. O efeito Zeeman, por exemplo, causa a linha de 21cm do H, já que envolve a relação entre os momentos magnéticos do núcleo e do elétron.
- Radiação síncrotron: ocorre quando partículas carregadas viajam num meio com campo magnético. Elas então são aceleradas pela força de Lorentz, o que faz com que espiralem em torno das linhas de campo e emitam radiação. A radiação síncrotron é linearmente polarizada, sendo a direção da polarização relacionada com a direção do campo magnético.
- Radiação polarizada que atravessa um campo magnético rotaciona sua direção de polarização, sendo que o ângulo de rotação é proporcional ao comprimento de onda ao quadrado. A constante de proporcionalidade é chamada de medida de rotação e depende da intensidade do campo e da densidade de elétrons.

Com base nas medidas acima sabemos que  $B \sim 4\mu\text{G}$ , estando concentrado no disco da Galáxia, em especial no braços espirais.

Raios cósmicos são partículas de alta energia, como prótons e núcleos atômicos, que se propagam pelo espaço. O Sol produz o vento solar, feito dessas partículas. Contudo, a energia dessas partículas não ultrapassa  $10^4$  eV. Raios cósmicos de maior energia, até  $10^{15}$  eV são resultantes de explosões de SN e da interação do material por elas ejetado com o meio interestelar. A observação de radiação sincrotron em remanescente de SN indica que esses eventos de fato produzem elétrons com valores de energia até  $10^{15}$  eV.

Para valores maiores, não se sabe ao certo as fontes emissoras. Como os raios cósmicos têm carga, eles são confinados pelo campo magnético da Galáxia desde que tenham energia até  $10^{18}$  eV. Acima disso, a energia das partículas é muito alta, de forma que o campo magnético Galáctico não mantém essas partículas no seu interior. Daí avaliarmos que os eventos com mais energia que  $10^{18}$  eV sejam predominantemente de origem extragaláctica, possivelmente gerados em AGNs. Essa interpretação é corroborada pelas variações na inclinação do espectro de partículas. Esse espectro é descrito como uma lei de potências,  $N(E)dE \propto E^{-\gamma}$ . Em  $10^{15}$  eV, há uma quebra para baixo no espectro ( $\gamma$  maior), indicando uma diminuição na quantidade de partículas (talvez porque SNs não podem mais produzi-las e suas energias são muito baixas para ser de origem extragaláctica). Em  $10^{18}$  eV ocorre o contrário, uma quebra para cima ( $\gamma$  menor), o que é consistente com uma origem cósmica, ao invés de fontes restritas à Galáxia, desses raios de mais alta energia.

As densidades de energia associadas ao banho de raios cósmicos no interior da Galáxia, ao campo magnético e à radiação eletromagnética são semelhantes, o que sugere que interações entre esses componentes de energia levam à equipartição.

A Galáxia produz radiação gamma, tanto na forma de um contínuo, quanto de linhas. A linha mais intensa tem 1.809 MeV e corresponde ao decaimento do núcleo de  $^{26}\text{Al}$ . A concentração dessa emissão no plano do disco e o fato da meia vida deste isótopo ser da ordem de  $10^6$  anos deixam claro que essa emissão está associada às populações jovens do disco. Outra linha em emissão a altas energias é observada em 511 eV, e está associada ao aniquilamento mútuo entre elétrons e pósitrons. Em populações jovens, pósitrons podem ser gerados por processos de decaimento radiativo, como o mencionado acima. Esses pósitrons podem então rapidamente se aniquilar com os elétrons no plasma em torno de estrelas quentes. Mas a maior parte da emissão em 511 eV vem do bojo central da Galáxia, o que é mais difícil de ser explicado em associação com o processo de formação de estrelas. Já o contínuo em raios gama está relacionado com a interação entre raios cósmicos e núcleos pesados do meio interestelar.

### Seção 2.3.5

O bojo Galáctico é o componente estelar central. Bojos têm comumente forma esferoidal e são observados em galáxias disco. Como o Sol está no plano do disco Galáctico, a linha de visada ao bojo está fortemente obstruída pela poeira do meio interestelar. Observações no óptico então são possíveis apenas em algumas janelas na distribuição de poeira. O bojo, portanto, é mais facilmente estudado com observações no infra-vermelho. A região centra da Galáxia também possui uma barra, talvez até mais de uma, com diferentes tamanhos e orientações.

O bojo Galáctico é uma região complexa, onde se observam estrelas tanto de baixa quanto de alta

metalicidade.

Em geral, usa-se a lei de Vaucouleurs para descrever a distribuição de intensidade de radiação emitida pelos bojos. Ela também é usada para modelar a estrutura de galáxias elípticas, as quais podem ser descritas como tendo apenas um componente esferoidal.

## Seção 2.4

Para descrever a cinemática das estrelas no disco Galáctico, aproveitamos o fato de se tratar de um sistema com simetria axial e usamos coordenadas cilíndricas. Qualitativamente, vimos que o disco está em rotação, sendo que a velocidade orbital das estrelas em torno do centro é aproximadamente circular e varia com a coordenada radial  $R$ , ou seja, a distância ao centro do disco contado no plano deste. Definimos os 3 componentes da velocidade espacial de uma estrela, como sendo  $U, V, W$ , respectivamente o componente radial, tangencial e perpendicular ao plano do disco.

No caso de órbitas perfeitamente circulares e restritas ao mesmo plano ( $z=0$ ), o único componente não nulo seria  $V$ . Definimos então o sistema local de referência (LSR) como sendo um referencial que tem uma órbita perfeitamente circular, com velocidade igual à velocidade orbital na posição do Sol,  $V_0$ , e que está momentaneamente nessa mesma posição.

E definimos como velocidade peculiar, o vetor velocidade de uma estrela na vizinhança solar com relação ao LSR. O Sol por exemplo tem componentes de velocidade peculiar iguais a  $(-10, 5, 7)$  km/s. Ou seja, o Sistema Solar se desloca para dentro do disco por 10km/s com relação ao LSR. Além disso, estamos avançando (ultrapassando) o LSR na direção tangencial, além de termos um componente de movimento perpendicular ao disco na direção do pólo norte Galáctico.

Esses componentes peculiares do disco são estimados pela observação do vetor velocidade média das estrelas na nossa vizinhança, usando adição de velocidades. Ver 2.48: a velocidade de uma estrela com relação ao LSR é a soma da velocidade do Sol com relação ao LSR e a velocidade da estrela com relação ao Sol. Tomando-se uma média sobre todas as estrelas próximas, sabemos que os componentes radial ( $u$ ) e perpendicular ( $w$ ) têm que ser nulos. Dessa forma, o movimento do Sol nessas direções está diretamente espelhado pelo movimento médio das nossas estrelas vizinhas com relação a nós.

Já o componente tangencial, que é o maior, não é necessariamente nulo quando tomamos essa média. Isso porque o desvio das órbitas com relação a um círculo perfeito varia de uma estrela pra outra. Na verdade, todas as estrelas descritas pelo LSR podem ter velocidades tangenciais menores do que  $V_0$ , o que necessariamente exige que elas tenham componentes significativos nas outras direções. Argumentos de dinâmica estelar sugerem que a velocidade peculiar tangencial média escala com a velocidade peculiar radial quadrática média (ver 2.50).

Define-se como *Ápex* a direção do movimento peculiar do Sol e *Anti-Ápex* como a direção oposta.

Uma vez materializado o LSR, a velocidade espacial de qualquer estrela com relação ao Sol pode ser convertida para este referencial. O que se observa é que há tendências sistemáticas nessas velocidades com relação ao LSR. Estrelas jovens em geral têm movimentos peculiares baixos. Quanto mais velha e pobre em metal uma população estelar, maiores os desvios de suas velocidades com relação ao LSR, o que pode ser quantificado pela crescente dispersão dos diferentes componentes de velocidades dessa população. Um diagrama que mostre os componentes  $u$  em função de  $v$  (Figura 2.15) revela claramente



essa sistemática. Um diagrama semelhante também poderia ser feito usando  $w$  em função de  $v$ .

Um aumento na dispersão em  $u$  significa também um aumento na dispersão dos outros componentes. Além disso, estrelas com maior dispersão com relação ao LSR também têm uma velocidade peculiar tangencial média que é negativa, ou seja, constituem uma população de rotação mais baixa que o Sol e a maioria de suas vizinhas do disco. A isso se chama de deriva assimétrica. De fato, há estrelas suficientemente velhas cuja velocidade média de retardo na direção tangencial é comparável a  $V_0$ , o que significa que elas não formam um sistema em rotação, como o disco. Elas pertencem ao componente esferoidal da Galáxia. Na verdade, é pela constatação da existência desse envelope de estrelas velhas, pobres em metal e com alta dispersão, que se pode medir a velocidade orbital local do disco e, usando dinâmica Newtoniana, determinar a massa interna à órbita solar.

### Seção 2.4.2

A complexidade da cinemática das estrelas, em especial aquelas mais velhas e que não pertencem ao disco fino jovem, torna difícil uma descrição analítica de componentes como o disco espesso e o componente esferoidal. Mesmo a cinemática do disco fino é difícil de descrever analiticamente se não adotarmos hipóteses simplificadoras. A dedução das expressões 2.57 e 2.58 para os componentes radial e tangencial de velocidade são baseadas nessas hipóteses. Aqui então assumimos que o Sol é o LSR, desprezando portanto o movimento peculiar do Sol. Este então descreve uma órbita circular em torno do centro Galáctico com velocidade orbital  $V_0$ . Da mesma forma, as demais estrelas também descrevem órbitas igualmente circulares, estando todas se movendo em seus respectivos referenciais locais. Além disso todas as órbitas estão restritas ao mesmo plano.

A aproximação das eqs gerais 2.57 e 2.58 para a vizinhança solar nos leva às expressões 2.60 e 2.61 e às chamadas constantes de Oort. A importância dessas constantes é que podem ser medidas observacionalmente (ver expressões 2.62 e figura 2.17). E a partir delas é possível determinar a velocidade angular de rotação do disco no círculo solar,  $\Omega_0$ , e a taxa de variação local da curva de rotação.

O método do ponto tangente representa uma aplicação simples da expressão 2.57, e permite construir a curva de rotação para  $R < R_0$ . Isso porque ele permite associar o maior valor de velocidade radial numa dada direção, interna a  $R_0$ , à velocidade de rotação para uma distância orbital que é tangenciada pela direção considerada.

Para  $R > R_0$ , fica claro que a linha de visada não tangencia nenhuma órbita circular, de forma que não espera-se que toda a velocidade circular se projete na direção radial. Ainda assim, podemos construir a curva de rotação se conhecermos a distância  $D$  de um objeto cuja velocidade radial é medida. Isso porque neste caso o raio orbital desse objeto resulta de  $R_0$  e  $D$  usando a lei dos cossenos (ver fig. 2.16) e a eq. 2.57 pode então ser resolvida para  $V$ .

## Seção 2.6

Região central da Galáxia fortemente obscurecida no óptica. Observável em raios X, infra-vermelho e rádio. Região complexa, contendo anel de HI, além de filamentos; há também vários remanescentes de SN. Raios X evidenciam gás quente e difuso além de binárias de contato. Distribuição de poeira é irregular em escalas de graus (janelas de Baade) a segundos de arco.

Definição do que é o centro de uma galáxia não é trivial. Na Galáxia, existência de radio fonte brilhante e peculiar, Sgr A, é um indicador.

Morfologia de Sgr A é complexa: anel molecular, Sgr A leste, Sgr A oeste e Sgr A\*. Este último é uma fonte compacta, semelhante ao que se observa no centro de outras galáxias. Portanto, é candidata a marcar o centro Galáctico. Também observado no infra-vermelho.

Aglomerado central, visível no infra-vermelho próximo e centrado em Sgr A\*. Sua dispersão de velocidades tem forte pico central, apesar do perfil de densidade e da existência de colisões indicar uma distribuição isotérmica (densidade caindo com raio ao quadrado).

Medidas de movimentos próprios e velocidades radiais para centenas de estrelas no aglomerado central → sugerem distribuição isotrópica de órbitas.

Aglomerado dominado por estrelas jovens (tipo espectral B), o que sugere formação estelar no centro Galáctico. Algo difícil de explicar em função de efeitos de maré e de campos magnéticos → ambos dificultam colapso gravitacional de extensas nuvens de gás e poeira.

Medidas de massa interna às órbitas de estrelas do aglomerado central baseadas na 3ª lei de Kepler → evidência de  $3.6 \times 10^6 M_{\odot}$  no 0.01 pc central.

A existência de um buraco negro supermassivo (SMBH) é a explicação mais aceita para uma concentração de massa tão grande. Motivos envolvem observações extragalácticas, nas quais um SMBH também parece existir, até argumentos dinâmicos que contrariam a possibilidade dessa concentração estar na forma de estrelas.

Explosões (flares) são observados em raios X e no infra-vermelho na direção de Sgr A\*. Envolvem variações de brilho da ordem de minutos e duram algumas horas. Argumentos de causalidade permitem concluir que a região responsável por essa variabilidade tem menos de  $10^{13}$  cm de extensão, o que sugere escalas compatíveis com um SMBH.

Movimento próprio de Sgr A\* foi medido ao longo dos anos e é compatível como sendo o reflexo de uma velocidade orbital do LSR de 240 km/s em torno do centro Galáctico, algo bem semelhante ao  $V_0$  determinado pelo estudo da cinemática de estrelas vizinhas ao Sol.

Movimento de Sgr A\* perpendicular ao plano do disco é compatível com zero. Essas observações, em seu conjunto, sugerem que Sgr A\* marca um referencial de repouso no centro Galáctico. A baixa (ou nula) velocidade espacial dessa fonte permite estimar um limite inferior de  $4 \times 10^5 M_{\odot}$  para esse objeto. Uma massa menor teria movimentos maiores induzidos pela aceleração gravitacional causada pelo conjunto discreto de estrelas massivas do aglomerado central.

Estrelas jovens são observadas a grandes distâncias do disco Galáctico e com velocidades de centenas de km/s. Como não se formaram fora do disco, a explicação é que foram ejetadas por interações com outros objetos. Para esse mecanismo ser eficiente e levar a velocidades de escape dessa ordem, é necessário que as estrelas ejetadas tenham participado de interações de 3 ou mais corpos envolvendo velocidades relativas comparáveis, algo que é observado na região central da Galáxia. A presença de um SMBH permite interações deste tipo, inclusive fazendo com que uma binária que se aproxime muito do SMBH seja rompida e um dos seus componentes seja ejetado com as velocidades tipicamente

observadas.