

Lista de Questões sobre o Capítulo 2 do PS, p. 45-56

1- Calcule a densidade projetada de estrelas sobre o plano do disco na vizinhança solar. Para isso use a expressão 2.34 e o valor de R_0 dado na expressão 2.30, os valores de h_{thin} e h_{thick} listados na tabela 2.1 e o valor de h_R e n_0 dados no texto, logo abaixo da expressão 2.34.

R:

A densidade projetada a uma dada distância R do centro da Galáxia sobre o plano do disco, $\sigma(R)$, será igual à integral em z da densidade espacial dada pela eq. 2.34. A integral de $n_0 \exp(-z/h)$ até o infinito é

$$-n_0 h \exp(-z/h)|_{(0,\infty)} = n_0 h$$

Mas temos que lembrar que a distribuição de estrelas é simétrica com relação ao plano do disco. Assim sendo, temos que levar em conta a mesma contribuição acima dada pelas estrelas com $z < 0$. A densidade a uma distância R genérica então fica

$$\sigma(R) = [2 n_0 h_{thin} + 0.04 n_0 h_{thick}] \exp(-R/h_R)$$

Para a vizinhança solar temos então

$$\sigma(R_0) = [2 n_0 h_{thin} + 0.04 n_0 h_{thick}] \exp(-R_0/h_R)$$

Mas precisamos determinar a densidade espacial n_0 a partir do valor dado da densidade na vizinhança solar, $n_{sol} = 0.2$ estrela/pc³. Assumimos que $z_{sol} = 0$ e $R_{sol} = R_0 = 8$ kpc.

$$n_{sol} = n_0 \times 1.02 \times \exp(-R_0/h_R)$$

Logo, voltando à expressão para $\sigma(R)$, temos

$$\sigma(R_0) = [2 \times 0.2 / 1.02 \times 325 + 0.04 \times 0.2 / 1.02 \times 1500] = 127.5 + 11.8 = 139.3 \text{ estrelas/pc}^2$$

2 – Estime a massa total do disco espesso, em unidades solares, assumindo-se que ele se estende até o infinito.

R:

O número estimado de estrelas do disco espesso é dado pela integral de volume do 2º termo da expressão 2.34. A massa pode ser considerada como sendo esse valor em unidades solares. A integral na direção perpendicular ao plano foi feita no exercício anterior. A integral sobre o plano tem que levar em conta o elemento de área

$$2\pi R \, dR$$

$$M = 2 * 0.02 * n_0 h_{thick} \int_{(0,\infty)} 2\pi R \exp(-R/h_R) \, dR = 2\pi * 0.04 * n_0 h_{thick} [-R h_R \exp(-R/h_R)|_{(0,\infty)} + h_R \int_{(0,\infty)} \exp(-R/h_R) \, dR]$$

$$M = 0.08\pi * n_0 h_{thick} * h_R^2 \exp(-R/h_R)|_{(0,\infty)} = 0.08\pi * n_0 h_{thick} * h_R^2$$

Lembre-mos do resultado do exercício anterior, em que vimos que $n_0 = n_{\text{sol}} / 1.02 \times \exp(R_0/h_R)$

$$M = 0.08\pi * n_0 h_{\text{thick}} h_R^2 = 0.08 \times 3.14 \times 0.2 / 1.02 \times \exp(8500/3500) \times 1500 \times 3500^2 \cong 1 \times 10^{10} M_{\text{sol}}$$

3 – Em que tipo de galáxias ocorrem explosões de supernova do tipo SNII? E as do tipo SNIa?

R:

As SNII ocorrem em galáxias espirais ou irregulares, onde ainda há meio interestelar abundante e formação estelar ocorrendo. As SNIa ocorrem em todos os tipos de galáxias. Essa diferença ajuda a esclarecer a natureza distinta dos 2 tipos básicos de SN. As SNII (e também as SNIb,c) são o resultado do colapso da região central de uma estrela massiva, quando essa exaure seu combustível nuclear disponível. Como estrelas massivas evoluem rapidamente, elas são encontradas somente próximas a regiões de formação estelar, praticamente inexistindo em galáxias onde predominam estrelas velhas, como as elípticas. Como as sucessivas camadas internas da progenitora das SNII são ricas em elementos α , o material por elas expelido de volta ao meio interestelar também o é.

Já as SNIa são o resultado da explosão de uma anã branca que excedeu o limite máximo para este tipo de objeto, o chamado limite de Chandrasekhar. Em geral isso ocorre quando a anã branca acreta (ganha) matéria transferida de uma companheira num sistema binário. Ao atingir o limite, reações nucleares de fusão de C e O, que antes não ocorriam pois a temperatura interna não era suficientemente alta, ocorrem de forma explosiva. O material liberado nesta explosão é rico em elementos do grupo do Fe, o qual é então reintegrado ao meio interestelar.

4 – Além das explosões de SNs, que os outros processos astrofísicos contribuem para o enriquecimento do meio interestelar com elementos mais pesados que H e He (os ditos metais)?

R:

Estrelas de menor massa, como o Sol, atingem estágios evolutivos em que elas perdem massa a uma taxa relativamente alta (comparada com a taxa de perda de massa na sequência principal) através de ventos estelares e ejeções de matéria. Exemplos são as estrelas no topo do ramo de gigantes (RGB) e no ramo assintótico de gigantes (AGB).

5 – Quais as principais razões para a grande dispersão na relação idade-metalicidade?

R:

Primeiramente, a ejeção de material processado no interior de uma estrela, mesmo no caso de sua explosão como SN, fica restrita a um volume relativamente pequeno no meio interestelar. Ou seja, o processo de enriquecimento químico é espacialmente heterogêneo. A mistura total dos elementos ejetados pelos diferentes eventos em diferentes regiões nunca se consuma. Em segundo lugar, diferentes elementos pesados (metais) são ejetados em diferentes processos. As explosões de SNII, por exemplo, por envolverem estrelas massivas de rápido ciclo evolutivo e que têm muitos elementos α no seu interior, contribuem com maior proporção desses elementos (incluindo O, Ne, Mg, Si, etc) para o meio à sua volta. Já as explosões de SNIa, por envolverem a rápida transformação de C e O em Fe (e Ni, entre outros de alta massa atômica), expõem menos O e mais Fe.

6 – Quais os dois cenários básicos propostos para a formação do disco espesso?

R:

O primeiro cenário é o de que o disco espesso formou-se de um disco fino primordial, cujas estrelas

foram dinamicamente aquecidas ao longo do tempo, ou seja, sofreram perturbações no seu movimento orbital no plano do disco. Essas perturbações, causadas por passagens próximas a aglomerados, galáxias satélites, nuvens moleculares gigantes e braços espirais, foram adicionando um componente vertical aleatório às suas órbitas, aumentando a dispersão de velocidade desse disco fino primordial na direção perpendicular ao plano do disco, σ_z (e também ao longo dele, σ_R e σ_θ). Isso faz com que a distribuição espacial de equilíbrio dessas estrelas seja hoje mais espessa do que a das estrelas que formam o atual disco fino.

O segundo cenário para formação do disco espesso é o que envolve eventos de acreção de aglomerados e galáxias menores satélites da nossa Galáxia. Esses eventos foram mais frequentes antes da formação do disco fino. A provável existência de satélites com diferentes parâmetros orbitais, e com diferentes quantidades de gás e estrelas, certamente contribuiu majoritariamente para a formação do halo estelar e pode também ter resultado numa configuração como o disco espesso. Esse cenário ajuda a explicar mais naturalmente a cinemática de rotação do disco espesso, que é mais lenta do que a do disco fino por uns 50km/s e é corroborado pela existência de um disco espesso extragaláctico em contra-rotação com relação ao disco fino.

Em ambos os cenários, o disco espesso é mais velho e tem menos elementos pesados do que o disco fino; estes constituem-se em dois vínculos observacionais que precisam ser respeitados por qualquer cenário de formação. Outro vínculo, já mencionado, é o da cinemática.

7 – Onde ocorre a grande maior parte da formação estelar na nossa Galáxia?

R:

Ela ocorre nas densas nuvens dominadas por gás molecular e poeira, situadas sobre o disco da Galáxia e concentradas nos braços espirais.

8 – Como se distribui a poeira e o gás molecular na Galáxia, tanto verticalmente quanto no plano do disco? Como podemos estudar a distribuição desses dois componentes do meio interestelar?

R:

As nuvens de gás frio e poeira concentram-se em menos de 100 pc do plano do disco e têm maior densidade entre $3 < R < 8$ kpc. O gás molecular é formado principalmente por H_2 . Mas esta molécula não emite linhas intensas no rádio ou no infra-vermelho distante. O gás molecular então é estudado usando moléculas como CO, as quais têm transições rotacionais no domínio rádio que produzem linhas intensas. A poeira absorve radiação óptica e emite radiação térmica no infra-vermelho distante. Podemos então mapeá-la usando os dois processos.

9 - E o gás atômico, HI, quais as principais características de sua distribuição espacial e como ele é observado na galáxia?

R:

O gás atômico tem uma distribuição mais espessa e mais estendida no plano da Via-Láctea, atingindo alturas de 160pc acima ou abaixo do plano e distâncias $R=25$ kpc. A massa total em HI é da ordem de 4 vezes a do componente mais frio do meio interestelar, ou seja H_2 e poeira. A forma mais comum de se detectar átomos de H no meio interestelar é pela linha de 21cm, a qual corresponde à transição do spin do elétron da orientação paralela à do próton para a orientação antiparalela ao mesmo.

10 – Descreva o que sabemos sobre a estrutura do bojo Galáctico. Quais as escalas características de comprimento e altura? Qual o seu raio de de Vaucouleurs?

R:

O bojo é o componente da Galáxia mais difícil de estudar, pelo fato de que a luz de suas estrelas é atenuada por dezenas de magnitudes até chegar a nós, em função do efeito de extinção pela poeira do meio interestelar. Sabemos que sua escala de comprimento é da ordem de 1kpc e sua escala de altura aproximadamente a metade disso. O raio de de Vaucouleurs é $R_e \simeq 0.7$ kpc.

11 – Quais os domínios de metalicidade, medida pelo índice [Fe/H], do bojo e do halo Galácticos?

R:

No caso do bojo, o domínio é muito amplo: $-1 < [\text{Fe}/\text{H}] < 1$. No halo, a grande maioria das estrelas e dos aglomerados globulares têm $[\text{Fe}/\text{H}] < -1$, mas há alguns aglomerados mais ricos em metal e situados a grandes distâncias Galactocêntricas.