

**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 3 – Resumo

Astrofísica Extragaláctica é uma ciência recente, pois a identificação de que o Universo em grande escala é permeado de galáxias, em sua maioria isoladas umas das outras, tem menos de um século. Somente nas primeiras décadas do século XX é que surgiram evidências concretas de que o sistema estelar ao qual o Sol pertence tem um limite, além do qual encontram-se outros sistemas semelhantes, galáxias portanto.

Classificação de galáxias: todo processo de taxonomia leva a perda de informação (não existem duas galáxias idênticas, de forma que agrupá-las significa deixar de levar em conta suas diferenças). Classificação morfológica é a mais comum: baseada no exame de imagens; o aspecto de uma galáxia varia com o tipo de imagem (se com filtro azul, vermelho, em rádio, altas energias, etc). Classificação de galáxias mais comum → morfologia (que varia com o tipo de imagem). Classificação de Hubble: morfologia baseada em imagens ópticas.

Classificação morfológica de Hubble (Figura 3.2): elípticas (E), espirais (S), lenticulares (S0), irregulares (I).

Outros tipos de classificação: classificação espectral, cores,... Tipos de galáxia não normais quanto à classificação espectral: AGNs, com surto de formação estelar e ultra-luminosas no IV. A diferença entre a distribuição de energia ao longo da frequência da onda de uma galáxia normal e de um AGN é mostrada na Figure 3.3.

Subclassificações dos principais tipos morfológicos, de acordo com a sequência de Hubble:

- Elípticas: normais, cDs, anãs azuis compactas, anãs elípticas e anãs esferoidais. Suas distintas propriedades são descritas no livro.
- Espirais: normais e barradas. Sa, Sb, Sc, Sd e suas respectivas versões barradas (SBa, SBb, etc). Mais detalhes são dados no livro.

Imagens de elípticas e galáxias disco típicas são mostradas nas Figuras 3.5 e 3.14, respectivamente.

As maiores e menores galáxias conhecidas são do tipo E. Para ter uma ideia de como variam em massa, tamanho e luminosidade as galáxias elípticas, ver a tabela 3.1 do livro. Para as espirais, ver tabela 3.2. Outra diferença básica entre Es e Ss é que as espirais têm mais quantidade de gás e poeira (meio interestelar), o que em geral vem associado à formação estelar no presente. Claro que as galáxias starburst são exemplos extremos disto. Enquanto a nossa Galáxia tem taxa de formação estelar da ordem de 2Msol/ano, as galáxias com surto de formação têm algo como 50Msol/ano. Mas as Es em geral têm bem pouca formação estelar no presente.

Assim, galáxias espirais têm estrelas em média mais jovens do que as elípticas, especialmente no

plano do disco, já que as regiões de formação estelar estão ao longo dos braços espirais no disco. Por outro lado, o componente esferoidal das espirais é geralmente dominado por estrelas velhas. Este é o caso, conforme vimos, do bojo central e do halo estelar da nossa Galáxia. Note que há uma grande variação na quantidade de meio interestelar e de estrelas jovens, mesmo entre as espirais. Em geral, as propriedades médias variam com a morfologia. As Sa têm, em média, menos meio interestelar e menos formação estelar no presente, enquanto que as Sd são, em média, mais ricas em gás e poeira e também em estrelas jovens. Há também tendências médias nas curvas de rotação e nas cores dessas galáxias.

Para caracterizar em detalhe as populações estelares que habitam uma galáxia, precisamos definir algumas grandezas:

- O histórico de formação estelar,  $\psi(t)$ , que quantifica a taxa de formação estelar no interior de uma galáxia em função do tempo, desde o instante em que se formou a primeira geração de estrelas até o instante presente. A taxa de formação estelar é geralmente quantificada em unidades de  $M_{\text{sol}}/\text{ano}$ .
- A função de massa inicial (IMF),  $\varphi(m)$ , que nos dá a fração de estrelas que se formam com dada massa. É comum assumir que a IMF não varia no tempo. De outra forma, teríamos que usar  $\varphi(m,t)$ . Comumente, aproxima-se a IMF como uma lei de potência, do tipo  $\varphi(m) \propto m^{\alpha}$ . No caso da IMF de Salpeter, por exemplo, temos  $\alpha = -2.35$ . Ou seja, formam-se muito mais estrelas de baixa massa do que de alta. Por outro lado as estrelas de alta massa são muito mais luminosas, e isso é traduzido pela...
- ... função de luminosidade estelar,  $\Phi(L)$ . Na verdade, o livro, na seção 3.7, aborda o conceito de função de luminosidade **de galáxias**. Mas esta é uma grandeza que pode também ser definida para estrelas, seja numa dada região da Via-Láctea, seja de um aglomerado aberto ou globular, ou ainda para uma galáxia anã satélite da nossa.
- Além disso, devemos quantificar o processo de enriquecimento químico, pelo qual estrelas mais jovens se formam de um meio interestelar mais rico em elementos pesados ( $Z > 2$ ), sintetizados nos interiores das estrelas de gerações predecessoras. Então é comum estabelecer uma relação idade-metalicidade decrescente, ou seja, estrelas mais velhas (maior idade) são menos *metálicas* (ou seja, mais pobres em elementos diferentes de H e He).

A análise da luz integrada de galáxias se beneficia e muito do que sabemos sobre a evolução estelar e sobre funções de massa (ou luminosidade) estelar e históricos de formação. Conhecidos  $\psi(t)$  e  $\varphi(m)$  de uma população de estrelas, por exemplo, podemos saber quantas estrelas estão em cada fase evolutiva no diagrama HR e então fazer a síntese dessa população, estimando-lhe o espectro, magnitude e cores integrados. Podemos, através dessa técnica de síntese, determinar como os espectros, as luminosidades e as cores variam com o tempo e com a metalicidade da população para diferentes sistemas fotométricos (ver Figuras 3.47, 3.48 e 3.49).

Galáxias espirais são dominadas por um disco, com cinemática de rotação. Elípticas têm suas estrelas com órbitas mais variadas, sendo sua cinemática mais bem quantificada pela dispersão de velocidades entre as estrelas,  $\sigma$ , que varia com o ponto na galáxia e com a direção.

Uma medida relativa da importância da rotação na cinemática do sistema é o parâmetro  $V/\sigma$ , onde  $V$  é a velocidade de rotação máxima e  $\sigma$  é a dispersão de velocidades no centro, ao longo da linha de visada ao observador. Ambas as medidas são afetadas por efeitos de projeção. Uma espiral cujo disco é perpendicular à linha de visada obviamente não tem rotação significativa medida por efeito Doppler. Então galáxias espirais de perfil (em que o plano do disco contém a linha de visada)

apresentam, em média, maior rotação observada. Já a dispersão de velocidades também é afetada pela projeção da figura da galáxia. Pense numa E prolata ( $a > b = c$ ), que deve sua forma ao fato de que a dispersão de velocidades é maior ao longo do eixo maior  $a$ . Se a linha de visada é paralela (perpendicular) ao eixo maior, medimos um  $\sigma$  máximo (mínimo) para aquela galáxia. No caso de uma elíptica oblata ( $a = b > c$ ), o  $\sigma$  será máximo (mínimo) se a observarmos de perfil (frente).

Como seria a rotação e a dispersão de velocidades de uma galáxia perfeitamente esférica ( $a=b=c$ )? Ela certamente será classificada como uma E0. E neste caso não há efeitos de projeção e as linhas de visada se equivalem, certo? Errado! Pode haver uma galáxia esférica que tenha rotação medida maior numa visada e menor na outra. Isso pode acontecer se o  $\sigma$  variar de forma a compensar a rotação. Ou seja, ela é esférica, mas ainda assim tem mais dispersão de velocidades entre as estrelas ao longo do eixo de rotação do que perpendicular a ele. Mas claro que essa seria uma galáxia muito especial. Em geral, um modelo mais comum de galáxia esférica é algo que não rotaciona e que tem dispersão de velocidades isotrópica, ou seja,  $\sigma$  é o mesmo em todas as direções.

A grande maioria das galáxias Es têm  $V/\sigma < 1$ , o que significa que a rotação é menos importante do que a dispersão de velocidades. Mas como vimos acima,  $V/\sigma < 1$  pode indicar uma galáxia aproximadamente esférica, sem rotação e com isotropia na órbitas estelares. Um parâmetro mais relevante é o  $(V/\sigma)^*$ . Este parâmetro quantifica  $V/\sigma$  normalizado pelo seu valor no caso de um esferóide oblato com dispersão isotrópica e que, portanto, deve seu achatamento exclusivamente à rotação. Ou seja, ele quantifica o quanto podemos explicar a forma observada de cada galáxia apenas pela rotação. Novamente, a maioria das Es têm  $(V/\sigma)^* < 1$ , indicando que elas devem a sua forma de fato à uma dispersão de velocidades anisotrópica. A Figure 3.9 do livro mostra a relação entre este parâmetro e a magnitude absoluta, para uma amostra de Es.

Claro que a velocidade típica intrínseca (ou seja, depois de descontados os efeitos de projeção) das estrelas e do material no interior de uma galáxia, seja na forma de rotação ou de dispersão de velocidades, depende de sua massa, via teorema do virial. Daí a importância de medidas e do modelamento cinemático de uma galáxia, via observações espectroscópicas. Conforme vimos alhures, a rotação tende a dar um perfil de duplo pico às linhas num espectro. A diferença em comprimento de onda entre os pico aumenta com a velocidade de rotação máxima ao longo da curva de rotação. Já a dispersão de velocidades tende a alargar essas linhas além do que é esperado por efeitos puramente instrumentais. Para galáxias E mais próximas e brilhantes é possível construir um perfil de dispersão de velocidades,  $\sigma(r)$ , de forma semelhante à curva de rotação,  $V(r)$ , em espirais.

E conforme já discutido anteriormente para o caso da Via-Láctea, as curvas de rotação dos discos de espirais obtidas com essas técnicas sugerem uma massa virial maior do que a estimada com base na luminosidade e na estimativa da razão  $M/L$  típica de populações estelares encontradas em galáxias de diferentes tipos. Ou seja, há matéria escura em grande quantidade no interior das espirais.

Em galáxias Es, como a rotação é baixa, usamos a dispersão para modelá-las dinamicamente. Isso é mais difícil de fazer, pois não conhecemos a forma intrínseca (em 3D) de uma E e, portanto, é difícil corrigir para efeitos de projeção. A principal evidência de que Es também contêm muita matéria escura provém de observações em raios X. Galáxias E luminosas comumente apresentam emissão em raios X. Esta emissão indica a presença de gás a uma temperatura  $T \sim 10^7$  K. A emissão é devida à radiação Bremsstrahlung. A esta temperatura o gás só não evapora, ou seja, escapa da gravidade da galáxia hospedeira, se esta última tiver muito mais massa do que a visível. Ou seja, estimativas de massa baseadas na quantidade de estrelas (proporcional à luminosidade da galáxia) são muito menores do que a massa necessária para manter este gás em equilíbrio hidrostático.

A luminosidade em raios X, além de indicar a presença de matéria escura em Es, também traz informações adicionais. Há uma correlação entre  $L_X$  e  $(V/\sigma)^*$ .  $L_X$  e também se correlacionam com parâmetros de forma isofotal (ver Figura 3.12). Esses parâmetros medem o desvio da forma de uma galáxia a uma elipse perfeita. Em geral, são quantificados ajustando elipses às isofotas (isto é, aos pontos na imagem de uma galáxia que têm a mesma intensidade de radiação) e expandindo os resíduos dos ajustes em séries de Fourier. Desvios de uma elipse perfeita sugerem anomalias estruturais numa galáxia E. Em especial, galáxias com isofotas mais grossas que uma elipse (boxy) tendem a apresentar também outras anomalias, como conchas e descontinuidades na distribuição de intensidade da imagem, ou ainda anomalias cinemáticas, como núcleos em rotação contrária ao resto da galáxia. Uma hipótese bem razoável para essas anomalias, corroborada por simulações de N corpos, é que elas surgem no processo de fusão de galáxias menores. Outras correlações entre os parâmetros de forma isofotal são vistas com as luminosidades em rádio e também com  $L_X$ . Para se aprofundar sobre os parâmetros isofotais e como são medidos ver subseção 3.2.5 e a Figura 3.11

Tanto galáxias E quanto S têm distribuições de intensidade (ou seu análogo em escala logarítmica, o brilho superficial) descritas por funções razoavelmente bem definidas. As elípticas, assim como o componente esferoidal de espirais, são comumente bem descritas por uma *lei de de Vaucouleurs*. Ver a figura 3.6, onde é mostrado o perfil de brilho superficial de uma E gigante e o ajuste desse perfil à lei de de Vaucouleurs. Já a distribuição de brilho no plano dos discos das espirais é comumente bem descrita por uma *lei exponencial*. Tanto em um caso quanto em outro, o ajuste às leis de brilho superficial envolvem um *intensidade central*  $I_0$  (ou *brilho superficial central*  $\mu_0 = -2.5 \log(I_0) + \text{cte}$ ) e um raio característico, ou *raio efetivo*. No caso de um perfil de de Vaucouleurs das Es, o raio efetivo é geralmente definido como aquele que contém metade do fluxo total emitido pela galáxia, também chamado de *raio de de Vaucouleurs*. Já no perfil exponencial dos discos das espirais, o raio é aquele em que a intensidade cai a  $1/e$  do valor central  $I_0$ . Não raro, também são usados os valores de intensidade no raio característico, ao invés das intensidades centrais. As leis exponencial e de de Vaucouleurs podem ser generalizadas na *parametrização de Sérsic*, que foi o orientador da profa Miriani Pastoriza, daqui do IF/UFRGS.

Existem relações interessantes entre os parâmetros estruturais, como brilho central ou no raio característico e o próprio raio característico. No caso das galáxias elípticas, estes parâmetros também se relacionam com a luminosidade total da galáxia, na chamada relação de Kormendy, ver Figura 3.7. Essas relações que envolvem parâmetros estruturais, cinemáticos ou dinâmicos de um dado tipo de galáxia são genericamente chamadas de relação de escala. Em ordem zero elas refletem o fato de que galáxias de maior massa tendem a ser mais luminosas e maiores (maior raio e volume), como mostrado na Figura 3.7, painel da esquerda. Mas não é apenas isso. No caso das galáxias E normais, incluindo as compactas, além de bojos de espirais, quanto mais luminosas elas são, menor a intensidade média (numericamente maior o brilho superficial médio) delas, ou seja, menos densas em estrelas elas tendem a ser (Figura 3.7, painel da direita). Já as dSph e as dE tem a correlação na forma direta: as mais luminosas são mais densas. Qualquer modelo de formação e evolução de Es precisa explicar essas correlações. O fato de haver correlações diferenciadas demonstra que as anãs esferoidais e elípticas devem ter mecanismos de formação distintos das E normais e dos componentes esferoidais das galáxias disco.

Outras relações de escala particularmente úteis misturam grandezas estruturais com cinemáticas. Exemplos são a relação Tully-Fisher para as galáxias disco e as relações Faber-Jackson,  $D_n - \sigma$  e o plano fundamental para as Es. Essas relações são discutidas em mais detalhe no texto. Um aspecto interessante de todas elas é que elas tem embutido o Teorema do Virial. Ou seja, é possível chegar a uma relação semelhante ao Plano Fundamental das Es ou a Tully-Fisher usando apenas o Virial.

Mas os coeficientes dessas relações não exatamente os esperados. No caso das galáxias Es, o plano fundamental parece indicar que a razão  $M/L$  aumenta com a luminosidade (ou massa) da galáxia. Ou seja, as Es mais massivas tendem a ter  $M/L$  maior, o que significa que suas populações estelares são mais velhas em média. O FP, portanto, revela mais um insight sobre esses objetos. As E de maior massa tendem a se formar mais rápido do que as de menor massa.