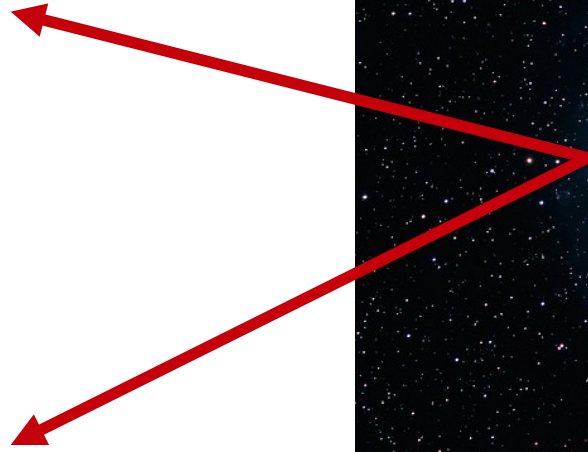


# 11. A formação estelar nas galáxias



# Instabilidade em discos

- As estrelas se formam em nuvens moleculares. Mas em que condições?
- A instabilidade de Jeans (1902) de nuvens gasosas esferoidais:

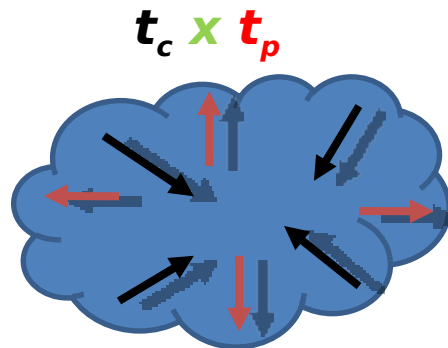
uma nuvem colapsa se for maior que o comprimento de Jeans:

$$L_j \propto (T/\rho)^{1/2}$$

$T, \rho$  : temperatura e densidade da nuvem

# Instabilidade em discos a instabilidade de Jeans

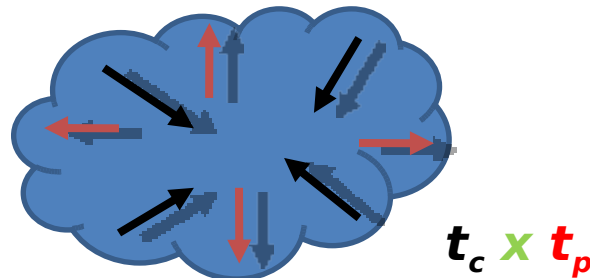
- Nuvem esferoidal de raio  $R$ , densidade média  $\rho$  e temperatura  $T$
- Forças- competição entre gravidade e pressão: a gravitação tende a contrair a nuvem, enquanto que a pressão ajuda a sustentá-la
- Esta competição pode ser considerada comparando o tempo  $t_c$  que a nuvem demora para colapsar devido apenas à gravidade com o tempo necessário para a pressão atuar,  $t_p$



# Instabilidade em discos a instabilidade de Jeans

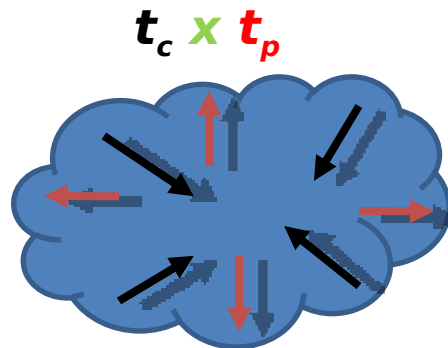
- tempo de colapso (ou tempo de queda livre)  $t_c$ 
  - tempo que a nuvem levaria para colapsar sob ação exclusiva da gravidade
  - massa da nuvem:  $M = 4\pi R^3 \rho / 3$
  - aceleração da gravidade:  $g \approx GM/R^2$
  - equação do movimento do colapso:  $R \approx g t_c^2 / 2$
  - tempo de colapso:  $t_c \approx (G \rho)^{-1/2}$
- tempo de restauração pela pressão:  $t_p \approx R/c_s$        $c_s$  : velocidade do som  
 $kT \approx \frac{1}{2} m_H c_s^2$     ( $k$ : constante de Boltzmann =  $1.38 \times 10^{-16}$  erg/K)
- o comprimento de Jeans,  $R=L_j$ , é obtido fazendo  $t_c = t_p$   
 $L_j \approx (kT/Gm_H \rho)^{1/2}$   
a nuvem colapsa se  $t_c < t_p$ , ou  $R > L_j$

**nuvens maiores que  $L_j$  colapsam**



# Instabilidade em discos a instabilidade de Jeans

- comprimento de Jeans para um sistema estelar esferoidal
  - temperatura: dispersão de velocidades unidimensional  $\sigma_v$
  - tempo de restauração pela pressão:  $t_p \approx R/\sigma_v$
  - comprimento de Jeans:  $L_J \approx (\sigma_v^2/G\rho)^{1/2}$

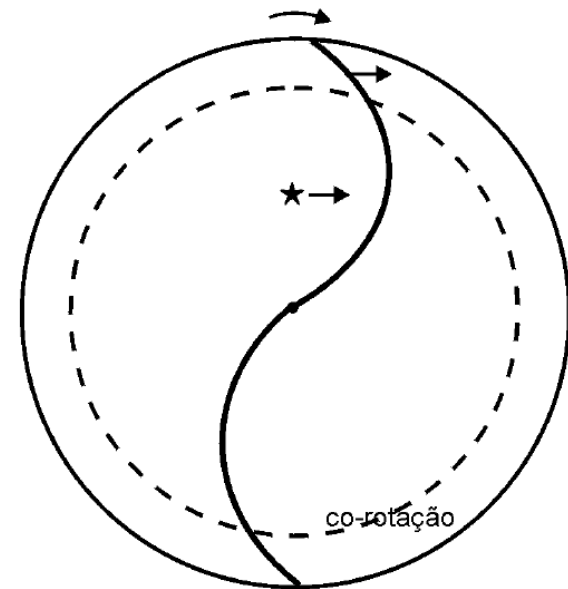


# Instabilidade em discos a instabilidade de Jeans

- comprimento de Jeans para um disco estelar de raio  $R$  e densidade superficial de massa  $\Sigma$ 
  - massa:  $M = \pi R^2 \Sigma$
  - $t_c \approx (R/G \Sigma)^{1/2}$
  - comprimento de Jeans:  $L_J \approx \sigma_v^2 / G \Sigma$
- Toomre (1964): exame do efeito da rotação na estabilidade do disco
  - o disco é gravitacionalmente estável se  $\sigma_v > \sigma_{v,min}$ , onde
$$\sigma_{v,min} = 3.36 G \Sigma / k$$
$$k: \text{frequência de epiciclo}$$
  - parâmetro de Toomre:  $Q = \sigma_v / \sigma_{v,min} = \Sigma_c / \Sigma$  onde  $\Sigma_c = k \sigma_v / 3.36 G$
  - se  $Q < 1$ , o disco é instável para perturbações radiais
- Observações:
  - a formação estelar ocorre quando  $Q < 1$ , ou  $\Sigma > \Sigma_c$
  - $\Sigma_c \approx 1 - 5 M_s / pc^2$
  - galáxias Im: o HI se estende além do raio ótico, mas  $\Sigma < \Sigma_c$  nesta região
  - galáxias S0:  $\Sigma < \Sigma_c$  em todo o disco

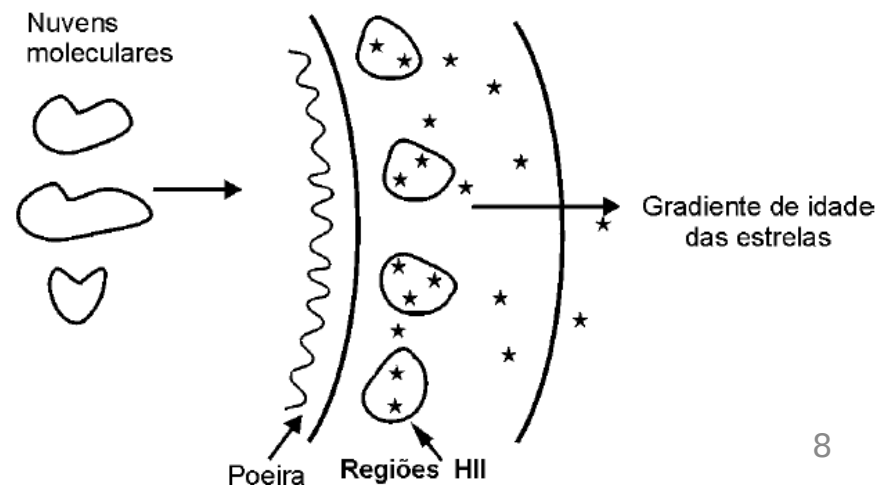
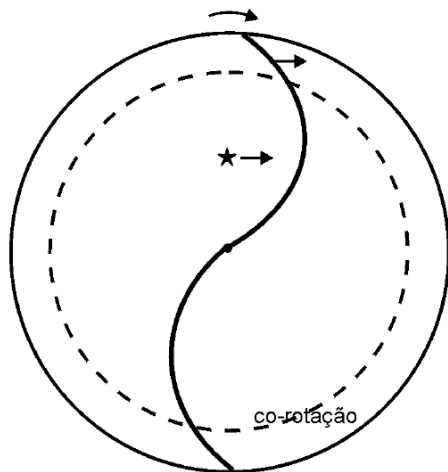
# Formação estelar em discos

- 2 cenários principais:
  - nos braços espirais
  - formação auto estimulada ou induzida
- Movimento das estrelas em relação aos braços espirais: se os braços são leading (trailing)
  - $r < r_{\text{corot}}$ : a estrela move-se mais rapidamente que a onda espiral e a cruza pelo lado convexo (côncavo)
  - $r > r_{\text{corot}}$ : ocorre o contrário



# Formação estelar em discos

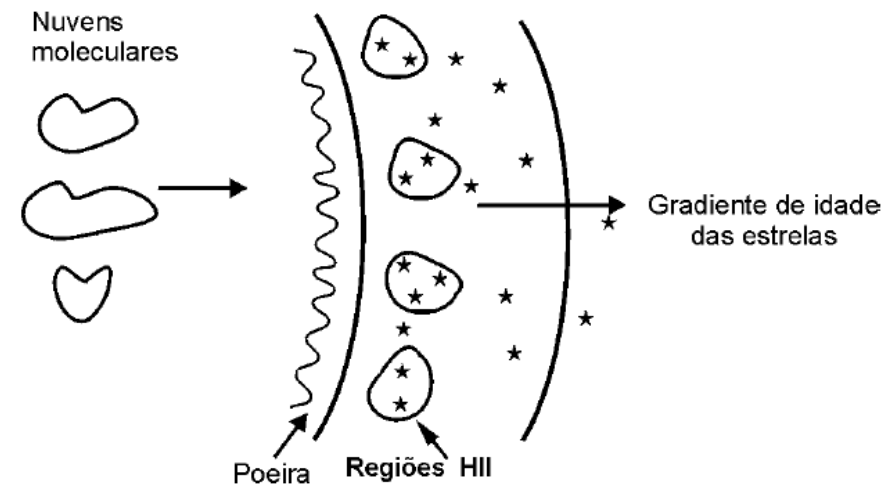
- Formação estelar nos braços espirais
  - a passagem da onda espiral pelo disco induz a formação estelar
  - a onda é uma região com ligeiro excesso de densidade e as nuvens moleculares que passam por ela chocam-se com outras ou são comprimidas e formam estrelas
  - uma camada de poeira marca a região onde as nuvens moleculares se chocam com o braço
  - a camada de poeira muda de posição em relação ao braço ao cruzar o raio de co-rotação





# Formação estelar em discos

- Formação estelar nos braços espirais



# Formação estelar em discos

- Formação estelar nos braços espirais



# Formação estelar em discos

- Formação estelar auto-estimulada
  - a formação estelar induz nova formação estelar nas vizinhanças –pela ação de choques e ventos produzidos por supernovas e estrelas jovens, por exemplo
  - por esse mecanismo a formação estelar vai se espalhando pelo disco
  - explica as galáxias espirais flocculentas



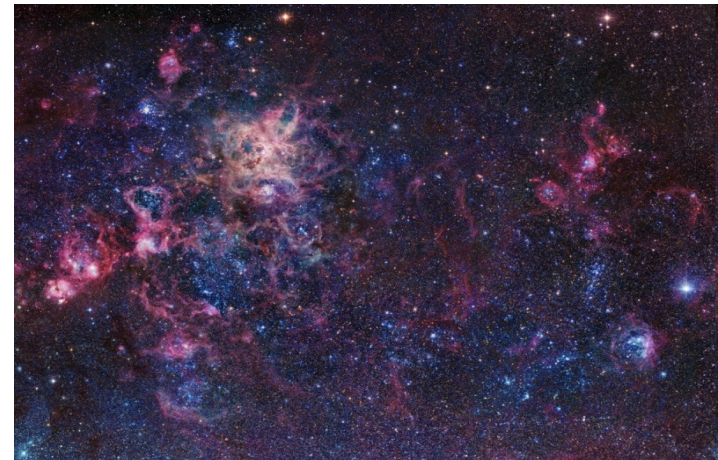
Figura 7.3: Formação estelar induzida: a formação estelar em um ponto da galáxia estimula nova formação estelar em suas vizinhanças.

# Formação estelar em discos

- Regiões de formação estelar:
  - complexos e associações OB: grandes regiões de formação estelar (tamanhos até  $\approx 1$  kpc) contendo muitas regiões HII
  - as regiões HII apresentam grande variedade de tamanhos (depende da temperatura das estrelas ionizantes e da densidade do gás):
    - \*regiões HII gigantes: localizadas nos braços espirais
    - \*regiões HII mais fracas: distribuição mais uniforme sobre os discos
    - \* o número de regiões HII nos braços é 2 a 5 vezes o da região interbraços



NGC604 em M33



30 Dor na LMC

# Formação estelar em discos

- Regiões de formação estelar:
  - a formação estelar nos complexos é induzida: as regiões HII apresentam gradientes de idade:  $\approx 10^7$  anos por 0.5 pc

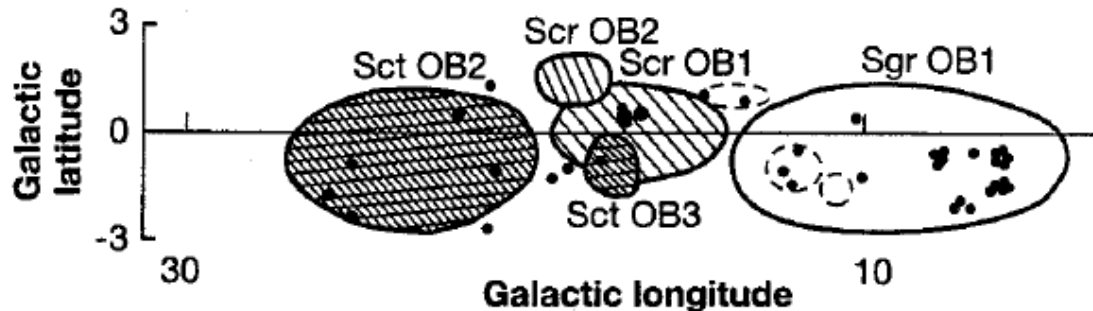


Figura 7.4: Gradientes de idade no complexo SGC2 na Galáxia. Pontos representam estrelas de alta massa na SP. As regiões mais escuras têm  $7.2 \times 10^6$  anos, a hachuriada simples tem  $5 - 6.5 \times 10^6$  anos e a região clara tem  $4.4 \times 10^6$  anos.

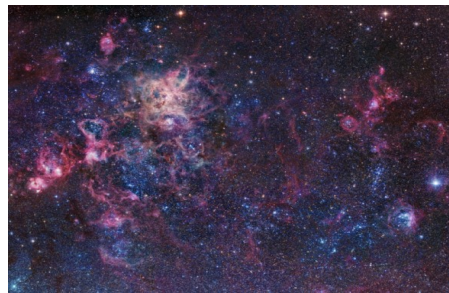
# Formação estelar em discos

- Eficiência da formação estelar (EFE):
  - mede a eficiência da conversão de gás em estrelas:

$$EFE = M_*/(M_* + M_g)$$

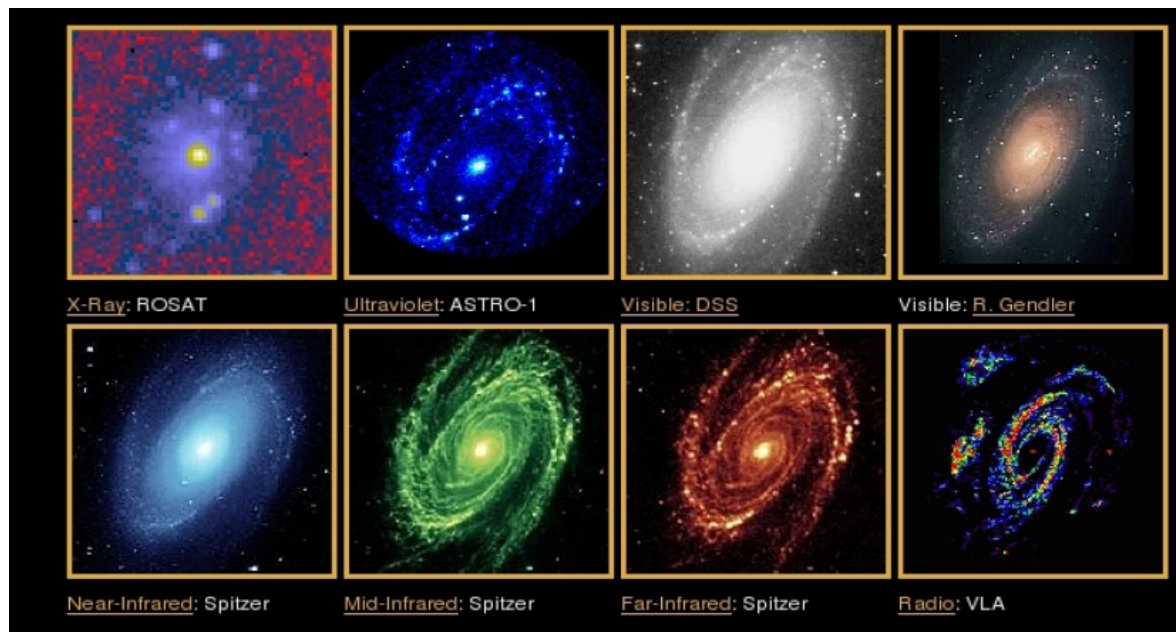
- EFE na Galáxia:
  - complexos:  $M \approx 10^4 - 10^5 M_\odot$
  - Taurus-Auriga,  $\rho$  Oph, Orion A: EFE  $\sim 0.5 - 1\%$
  - Orion B: EFE  $\sim 7 - 40\%$

a EFE diminui com o tamanho do complexo



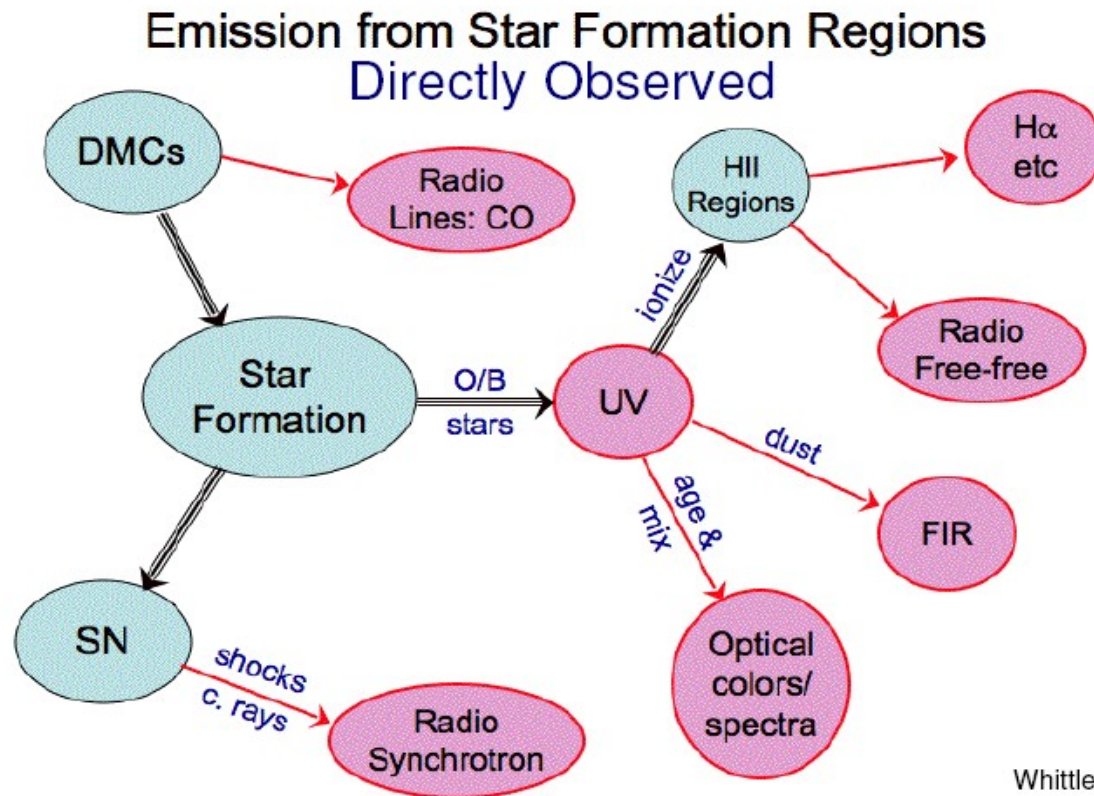
# Estimadores de formação estelar

- Como se pode estimar a taxa de formação estelar (TFE ou SFR- *star formation rate*)?
- $TFE = dM/dt$  ( $M_{\odot}/ano$ )
- A TFE pode ser estimada a partir de observações em vários comprimentos de onda
- Os observáveis estão associados a estrelas de altas massas, embora a massa esteja dominada pelas estrelas de baixa massa



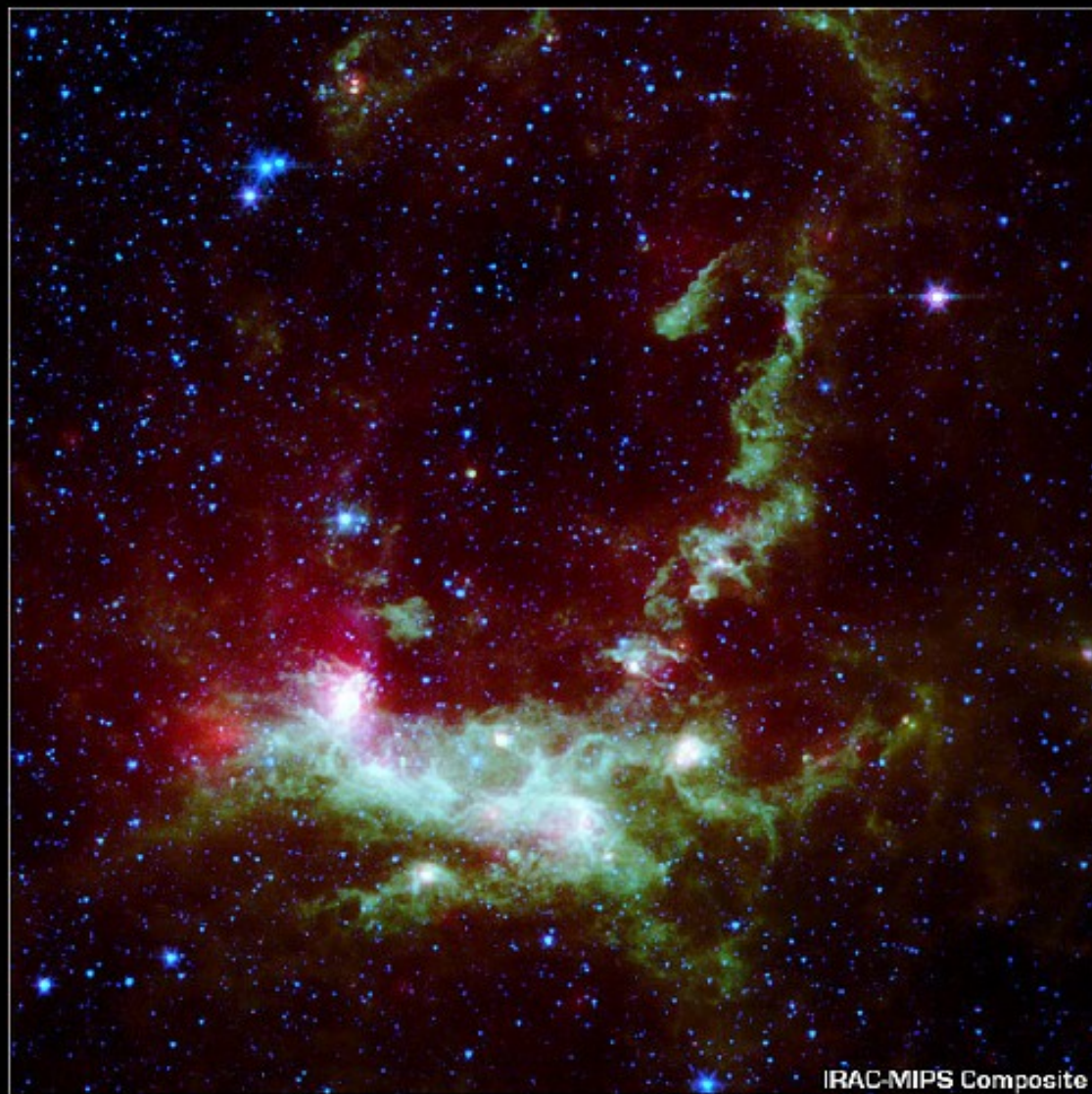
# Estimadores de formação estelar

- Os observáveis estão associados a estrelas de altas massas, embora a massa esteja dominada pelas estrelas de baixa massa



Whittle





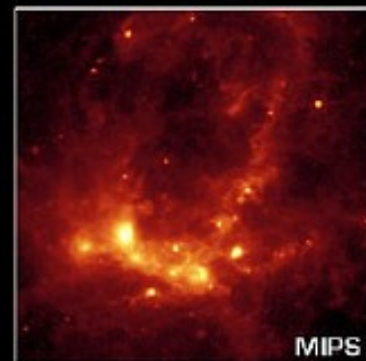
IRAC-MIPS Composite



Visible



IRAC



MIPS

Optical

IRAC  
3 – 8  $\mu$

MIPS  
(24-70 $\mu$ )

Star Formation in Henize 206

Spitzer Space Telescope • IRAC • MIPS

Visible: R.C. Smith (NOAO)

# Estimadores de formação estelar

- Como se pode estimar a taxa de formação estelar (TFE ou SFR- *star formation rate*)?
- Luminosidade na linha H $\alpha$ ,  $L_{H\alpha}$  : a emissão em H $\alpha$  geralmente vem de regiões HII ionizadas por estrelas jovens massivas ( $< 10^8$  anos)

$$\text{TFE} = \frac{dM}{dt} \simeq 1.06 \times 10^{-41} L_{H\alpha} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$$

( $L_{H\alpha}$  em erg/s). Esta estimativa é obtida com modelos de síntese de populações

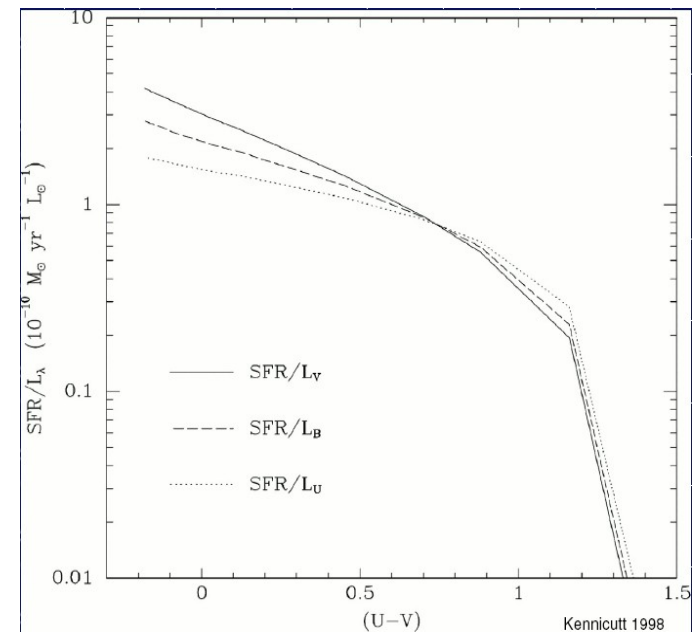
- Luminosidade no infravermelho distante (FIR,  $\sim 100 \mu\text{m}$ ): os grãos de poeira absorvem os fotons UV das estrelas jovens, são aquecidos e reemitem no FIR

$$\text{TFE} = \frac{dM}{dt} \simeq 3.2 \times 10^{-10} L_{FIR} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$$

para  $L_{FIR}$  em luminosidades solares

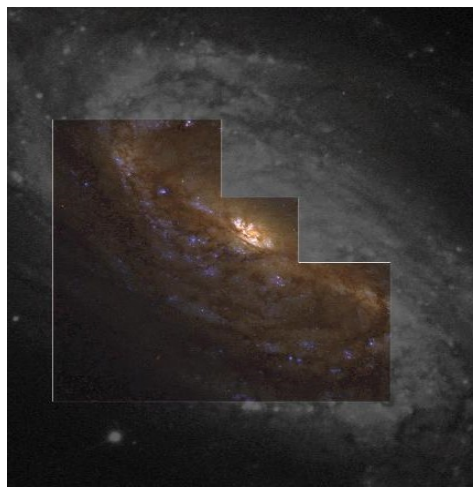
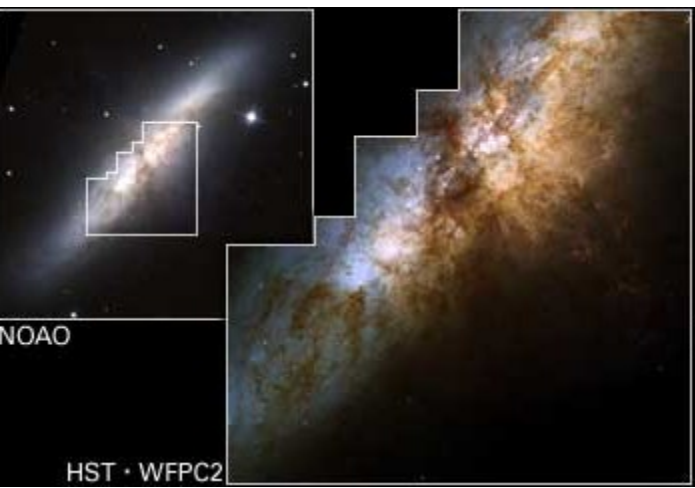
# Estimadores de formação estelar

- Taxas de formação estelar típicas: de  $10^{-4}$  a  $1000 M_{\odot}/\text{ano}$ 
  - dl:  $\approx 10^{-4} M_{\odot}/\text{ano}$
  - S, Im:  $1 - 5 M_{\odot}/\text{ano}$
  - starbursts:  $10 - 1000 M_{\odot}/\text{ano}$
- Densidade superficial de formação estelar:
  - S:  $\approx 5 \times 10^{-9} M_{\odot}/\text{pc}^2/\text{ano}$
  - Im:  $\approx 2 \times 10^{-9} M_{\odot}/\text{pc}^2/\text{ano}$
- A TFE se correlaciona com a cor da galáxia
- Tempo de consumo do gás:  
 $t_g \approx M_g/\text{TFE}$ 
  - S, l:  $10^9 - 10^{10}$  anos
  - dl:  $10^{12}$  anos



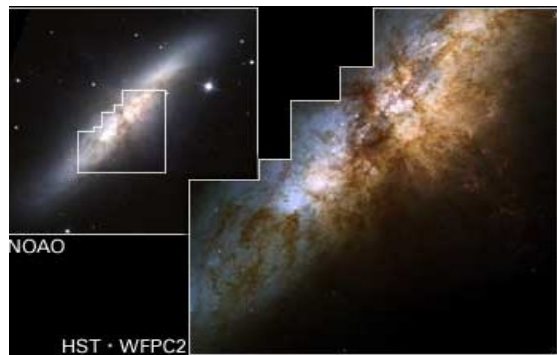
# Starbursts

- Galáxias com uma TFE muito alta  
EX.: M82, NGC2903, NGC253
- Imagina-se que o burst seja intenso mas de curta duração:  
<math>10^8</math> anos
- Starbursts nucleares: produzido por acúmulo de gás no núcleo da galáxia
- Starbursts globais – BCDs: anãs compactas azuis
- ULIRGs: *ultra luminous infrared galaxies* ( $L_{\text{FIR}} \approx 10^{12} L_{\text{S}}$ ):  
starburst obscurecido por poeira



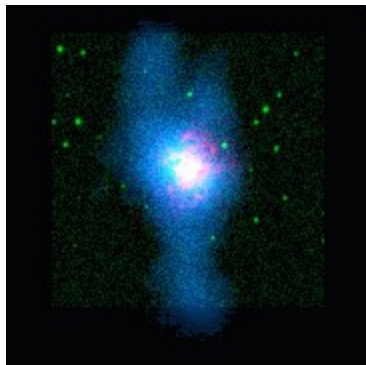
# Starbursts

- Starbursts nucleares: produzido por acúmulo de gás no núcleo da galáxia
  - Ex.: M82
  - $M_g \approx 10^8 M_s$  no núcleo
  - TFE  $\approx 10 M_s/\text{ano}$
  - tempo de consumo do gás:  $t_g \approx M_g/\text{TFE} \approx 10^7$  anos
  - este tempo é muito curto: ou os starbursts duram pouco ou são abastecidos continuamente (por uma barra, por exemplo)
  - barras típicas levam  $\approx 1 M_s/\text{ano}$  para o núcleo



# Starbursts

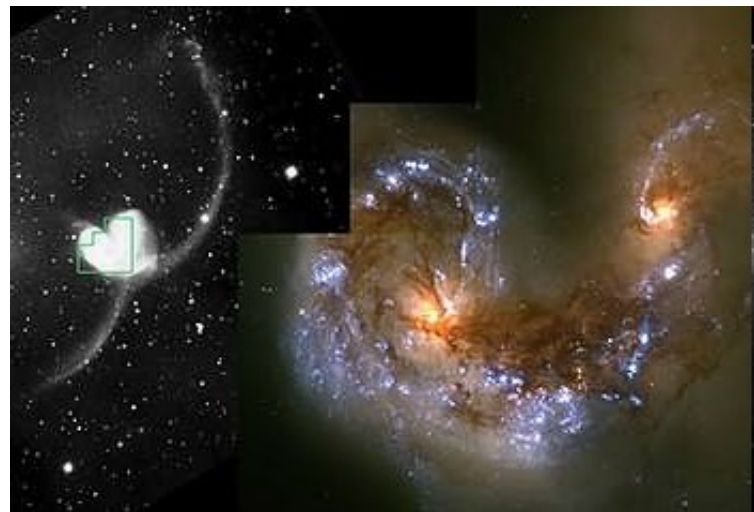
- Starbursts globais: associados a BCDs ou galáxias HII
  - são galáxias anãs cuja luminosidade é dominada por uma ou poucas regiões de formação estelar
  - alguns são produzidos por colisões, como a Antena



NGC 1705



I Zw 18



Antennae

# Starbursts

- Starbursts na Via Láctea
  - a Galáxia pode ter tido alguns starbursts no passado que deixaram sinais na distribuição de massa das estrelas na vizinhança solar
  - vamos supor que as estrelas são formadas com uma FMI de Salpeter
  - se a TFE da Galáxia foi constante, espera-se que a distribuição de massa das estrelas (FMA: função de massa atual) seja também uma lei de potência
  - mas um eventual starburst, a  $\tau$  anos atrás, pode produzir uma distorção na FMA: as estrelas mais massivas que  $m_\tau$  já saíram da SP; haveria então um excesso na FMA para  $m = m_\tau$

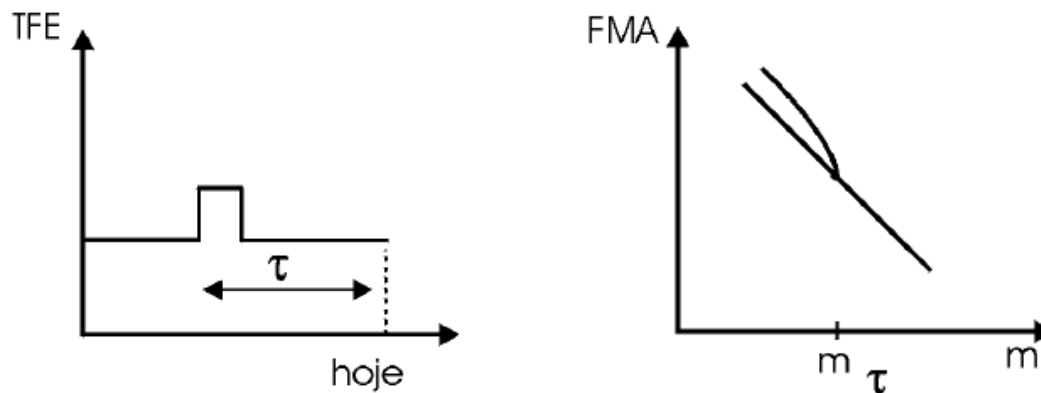


Figura 7.5: Esquema mostrando como um súbito aumento na TFE de uma galáxia com TFE constante pode levar a uma “corcova” na distribuição de massa das estrelas na galáxia.

# Starbursts

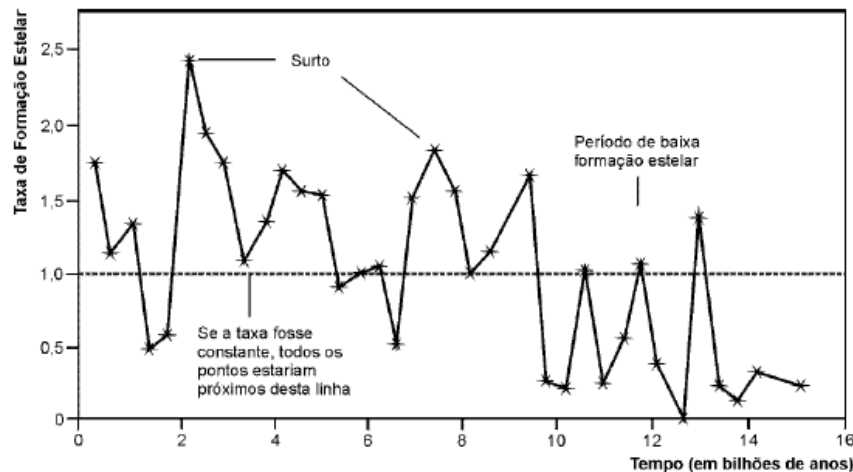
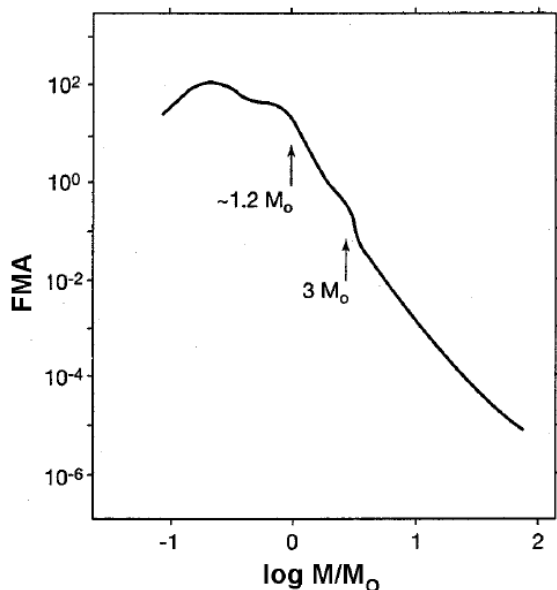
- Starbursts na Via Láctea

-FMA da Galáxia: “corcovas” em  $1.2 M_s$  e  $3 M_s$

starbursts ocorridos em  $\tau \approx 5 \times 10^9$  anos e  $3 \times 10^8$  anos, respectivamente

-a LMC parece ter tido bursts na mesma época: provavelmente quando a LMC e a SMC estão na máxima aproximação da Galáxia, elas induzem bursts de formação estelar

-pode ser que o Sol tenha se formado num surto desse tipo há  $5 \times 10^9$  anos atrás



Taxa de formação estelar na Galáxia (Rocha Pinto & Maciel, MNRAS, 289, 882, 1997).



# Formação estelar no universo local

- Como de determina a TFE média do *universo local* ( $z < 0.05$ )?
- Gallego et al. (1995, ApJ, 455, L1): usam a função de luminosidade em H $\alpha$  para quantificar a luminosidade emitida na linha H $\alpha$  por galáxias com formação estelar e estima a TFE a partir disso
- Função de luminosidade em H $\alpha$ :

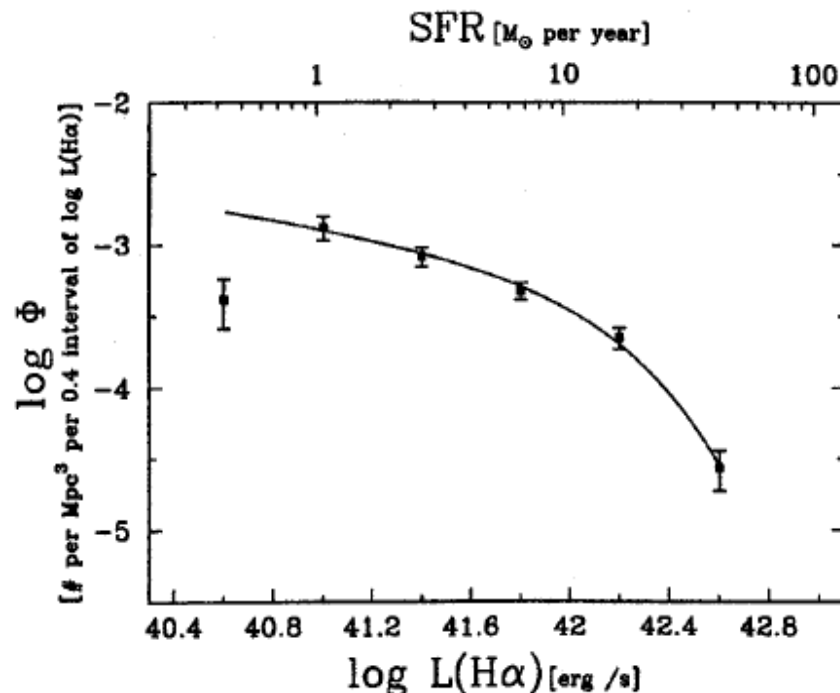
-função de Schechter:  $\Phi(L) dL = \Phi^* (L/L^*)^\alpha \exp(-L/L^*) dL/L^*$

-parâmetros:

$$\alpha = -1.3 \pm 0.2$$

$$\Phi^* = 10^{-3.2} \text{ Mpc}^{-3}$$

$$L^* = 10^{42.15} \text{ erg /s}$$

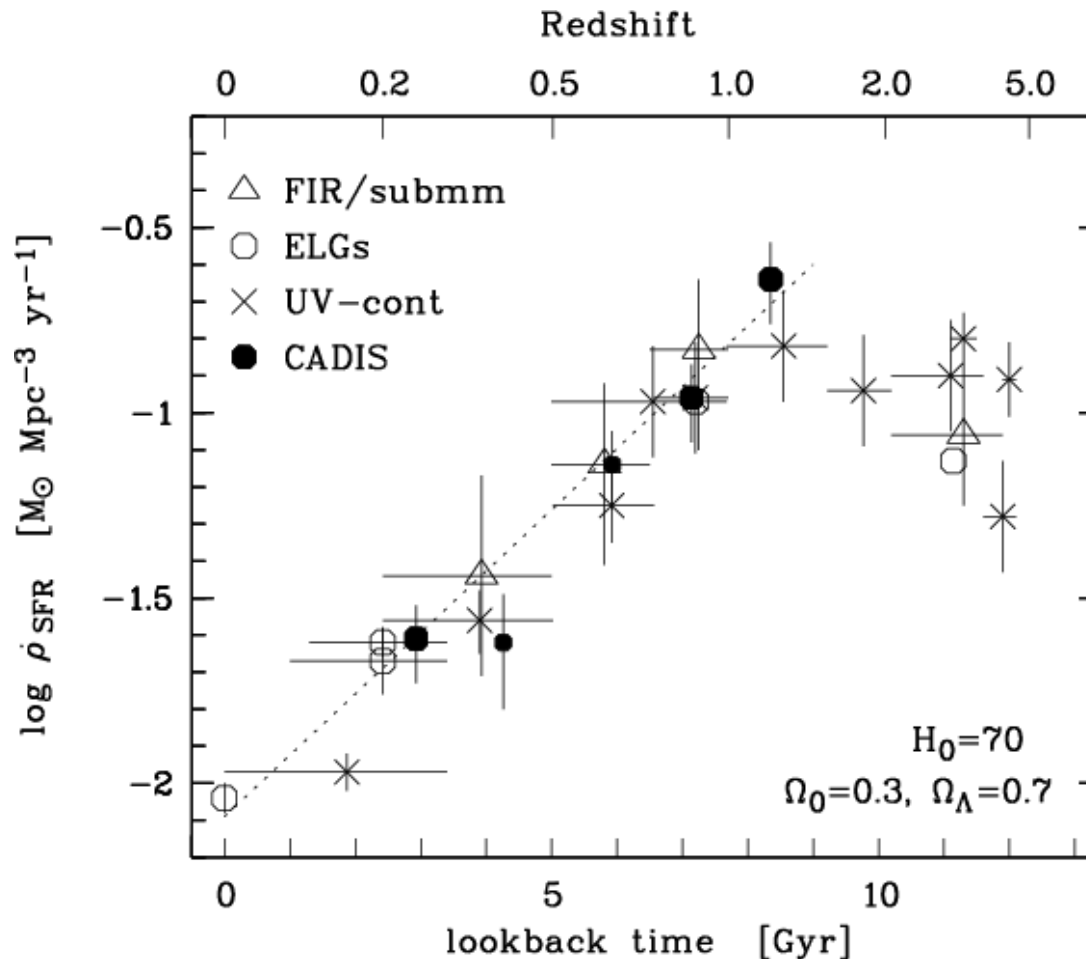


# Formação estelar no universo local

- Função de luminosidade em H $\alpha$ :
  - função de Schechter:  $\Phi(L) dL = \Phi^* (L/L^*)^\alpha \exp(-L/L^*) dL/L^*$   
 $\alpha = -1.3 \pm 0.2$        $\Phi^* = 10^{-3.2} \text{ Mpc}^{-3}$        $L^* = 10^{42.15} \text{ erg /s}$
  - densidade de luminosidade:  $j = \int_0^\infty L \Phi(L) dL = \Phi^* L^* \Gamma(2+\alpha)$   
logo,  $j = 10^{-3.2} \times 10^{42.15} \times 1.3 \approx 1.2 \times 10^{39} \text{ erg s}^{-1} \text{ Mpc}^{-3}$
  - relação entre a luminosidade emitida em H $\alpha$  e a TFE (comparar com o slide 17):  $L(H\alpha) \approx 9.4 \times 10^{40} \times TFE \text{ erg s}^{-1}$
  - logo, a densidade da TFE é  $0.012 M_\odot \text{ ano}^{-1} \text{ Mpc}^{-3}$

# Formação estelar no universo

- A TFE média do universo vem diminuindo com o tempo (diagrama de Madau)



# Formação estelar e abundâncias

- As estrelas se formam e queimam H, He, etc, formando os “metais”
- Parte dos metais fica retido em estrelas de baixa massa e em restos da evolução estelar (anãs brancas, estrelas de neutrons, buracos negros), parte retorna ao meio interestelar
- Abundâncias dos elementos:
  - normalmente medidas em unidades solares
  - muitas vezes são relativas à abundância do H

# Formação estelar e abundâncias

- Abundância do elemento X:

$$[X/H] = \log[\rho(X)/\rho(H)] - \log[\rho(X)/\rho(H)]_s$$

- $\rho$ : densidade

-se  $[X/H] = 0$ , a abundância de X é igual à do Sol

-Ex.: nas Hyades,  $[Fe/H] = 0.025$ ; logo, a abundância do Fe é 1.025 vezes a solar

- Outra definição:

$$[X/H] = 12 + \log[\rho(X)/\rho(H)]$$

-Ex.: se  $\rho(Fe)/\rho(H) = 10^{-5}$ , então  $[Fe/H] = 7.0$

- Metalicidade Z: frequentemente estimada a partir da abundância do ferro no Sol:  $\rho(Fe)/\rho(H) = 3.3 \times 10^{-5}$
- Via Láctea: Z diminui com o raio e com a altura sobre o disco
- Metalicidade mínima na Via Láctea:  $[Fe/H] \approx -2.2$ , isto é, 1/160 da abundância do ferro no Sol
- Galáxias barradas tendem a ter gradientes de metalicidade menores que os das espirais ordinárias: as barras induzem movimentos radiais que misturam as populações
- Relação massa- metalicidade: quanto maior a massa de uma galáxia, maior sua metalicidade

# Evolução química das galáxias

- Modelo simples de evolução química: o *closed box*
  - o sistema é fechado: gás e estrelas não entram nem saem
  - o gás tem distribuição e composição química uniforme (modelo de uma zona)
  - os metais são produzidos por estrelas de alta massa e voltam ao meio interestelar rapidamente (*reciclagem instantânea*)
- Definições:
  - $M_g(t)$ : massa de gás no instante  $t$
  - $M_*(t)$ : massa em estrelas de baixa massa e restos de evolução estelar no instante  $t$
  - $M_m(t)$ : massa de metais (elementos mais pesados que o He) no gás no instante  $t$
  - metallicidade do gás:  $Z(t) = M_m(t)/M_g(t)$
- Condições iniciais:  $t=0$ 
  - $M_g(0) = M$
  - $M_*(0) = 0$
  - $Z = Z(0)$
- Fração de gás:  $g(t) = M_g(t)/M$        $g(0)=1$

# Evolução química das galáxias

- $S(t)$ : massa total que sofreu *acreação*, isto é, a massa que entrou nas estrelas formadas até  $t$ , incluindo a que foi reciclada no meio interestelar
- vamos supor que entre  $t$  e  $t+\Delta t$  é formada uma certa massa de estrelas  $\Delta S$ 
  - dessa massa, uma fração  $\alpha$  fica retida em estrelas de baixa massa e restos da evolução estelar e uma fração  $(1-\alpha)$  retorna ao gás ;
  - para uma IMF normal,  $\alpha \approx 0.8$

# Evolução química das galáxias

- vamos supor que entre  $t$  e  $t+\Delta t$  é formada uma certa massa de estrelas  $\Delta M_*$ 
  - $\Delta M_*$ : massa retida em estrelas de baixa massa e restos da evolução estelar
  - $p \Delta M_*$ : massa em metais que retorna ao gás
    - $p$ : *yield* (safra, produção)
- logo, a massa em metais do gás varia como
$$\Delta M_m = p \Delta M_* - Z \Delta M_* = (p-Z) \Delta M_*$$



# Evolução química das galáxias

- a massa em metais do gás varia como

$$\Delta M_m = p \Delta M_* - Z \Delta M_* = (p-Z) \Delta M_*$$

- a variação da metalicidade do gás pode ser escrita como

$$\Delta Z = \Delta(M_m/M_g) = [\Delta M_m - Z \Delta M_g] / M_g = [p \Delta M_* - Z (\Delta M_* + \Delta M_g)] / M_g$$

em um sistema fechado  $\Delta M_* + \Delta M_g = 0$

logo,

$$\Delta Z = p \Delta M_* / M_g = -p \Delta M_g / M_g$$

ou

$$Z(t) = Z(0) + p \ln[M_g(0) / M_g(t)]$$

portanto, conforme o gás é consumido,  $Z$  cresce com o tempo

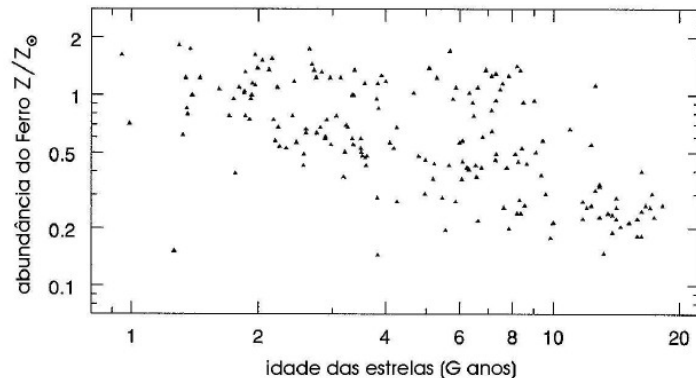


Figura 7.10: Abundância do Fe para estrelas F na vizinhança solar em função da idade (Edvardsson 1993, A&A 275, 101)

# Evolução química das galáxias

- Análise da vizinhança solar:
  - densidade superficial de massa:  $\Sigma \approx 50 M_s pc^{-2}$
  - densidade superficial de gás:  $\Sigma \approx 13 M_s pc^{-2}$
  - metallicidade do gás:  $Z \approx 0.7 Z_s$
- se  $Z(0) = 0$ , então  $p \approx 0.5$

***a massa em metais que volta ao gás é aproximadamente metade da massa retida em estrelas de baixa massa e restos da evolução estelar***

os modelos de evolução química são muito úteis para se analisar as abundâncias dos metais e estudar a evolução das galáxias

# Exercícios

1. Determine o parâmetro  $Q$  em  $R = 10$  kpc em uma galáxia com curva de rotação chata, velocidade de rotação máxima de  $200 \text{ km s}^{-1}$ , densidade superficial do disco de  $1 M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$  e dispersão unidimensional de velocidades de  $5 \text{ km/s}$ . (Elmegreen)
2. O que é a Super-Antena? Veja Mirabel, Lutz & Maza (1991), A&A, 243, 367.
3. Descreva IC10 do ponto de vista de sua formação estelar.
4. Estime a taxa de formação estelar de uma nuvem molecular gigante de massa  $10^{4.5} M_{\odot}$  e luminosidade no infravermelho distante de  $10^6 L_{\odot}$ . Se esta taxa se mantém por  $10^7$  anos, qual é a eficiência da formação estelar na nuvem? (Elmegreen)
5. Comente a afirmação de que as BCD podem ser as progenitoras das galáxias anãs de baixo brilho superficial.
6. Mostre que, se a TFE de uma galáxia foi constante, espera-se que a distribuição de massa das estrelas seja também uma lei de potência.
7. Mostre, com o modelo simples de evolução química acima, que a massa em estrelas de baixa massa e em restos da formação estelar com metalicidade menor que  $Z$  num certo instante  $t$  é dada por

$$M_* (<Z) = M \{ 1 - \exp[ -(Z-Z_0) / p ] \}$$