

A importância de ventos estelares e remanescentes na ejeção de massa e poeira no meio interestelar

D. Falceta-Gonçalves & V. Jatenco-Pereira

IAG - USP

Introdução

Um problema ainda sem solução, é a origem dos grãos presentes no Meio Interestelar (MI).

Detecção de grãos no MI:

- diretamente tanto por polarimetria como extinção
- indiretamente através da depleção de elementos pesados.

Medidas determinam que $\sim 0,5\%$ da massa total do MI está em fase sólida.

De onde vem tanta poeira?

- » se forma no MI
- » é ejetada ao MI

. Teoria clássica de nucleação:

Crescimento de grãos: a partir de colisões inelásticas entre elementos na fase gasosa com outros átomos ou partículas de poeira.

Crescimento:

$$\tau = 4sa (f \cdot n_i \cdot m_i \cdot v_i)^{-1},$$

$a \rightarrow$ raio médio do grão, $s \rightarrow$ densidade do material,

$f \rightarrow$ probabilidade de uma colisão resultar na adição ao grão,

$n_i \rightarrow$ densidade, $m_i \rightarrow$ massa e $v_i \rightarrow$ velocidade, do elemento i a ser adicionado à superfície do grão.

Para o MI e um grão de $a \sim 0,1 \mu\text{m}$: $\tau \sim 10^{10}$ anos muito alto.

A poeira deveria se formar muito antes disso.

Outro revés a essa hipótese se caracteriza na destruição dos grãos.

Destruição: evaporação relativamente desprezível;
colisões com átomos e outras partículas de poeira (*sputtering*)
ocorre em uma escala de tempo $\sim 10^7$ anos.

Desta forma: $\tau_{\text{dest}} < \tau_{\text{cres}}$

Isso significa que a poeira do MI deve ter origem estelar.

É necessário determinar qual fase evolutiva, e quais faixas de massa estelar, são mais importantes no processo.

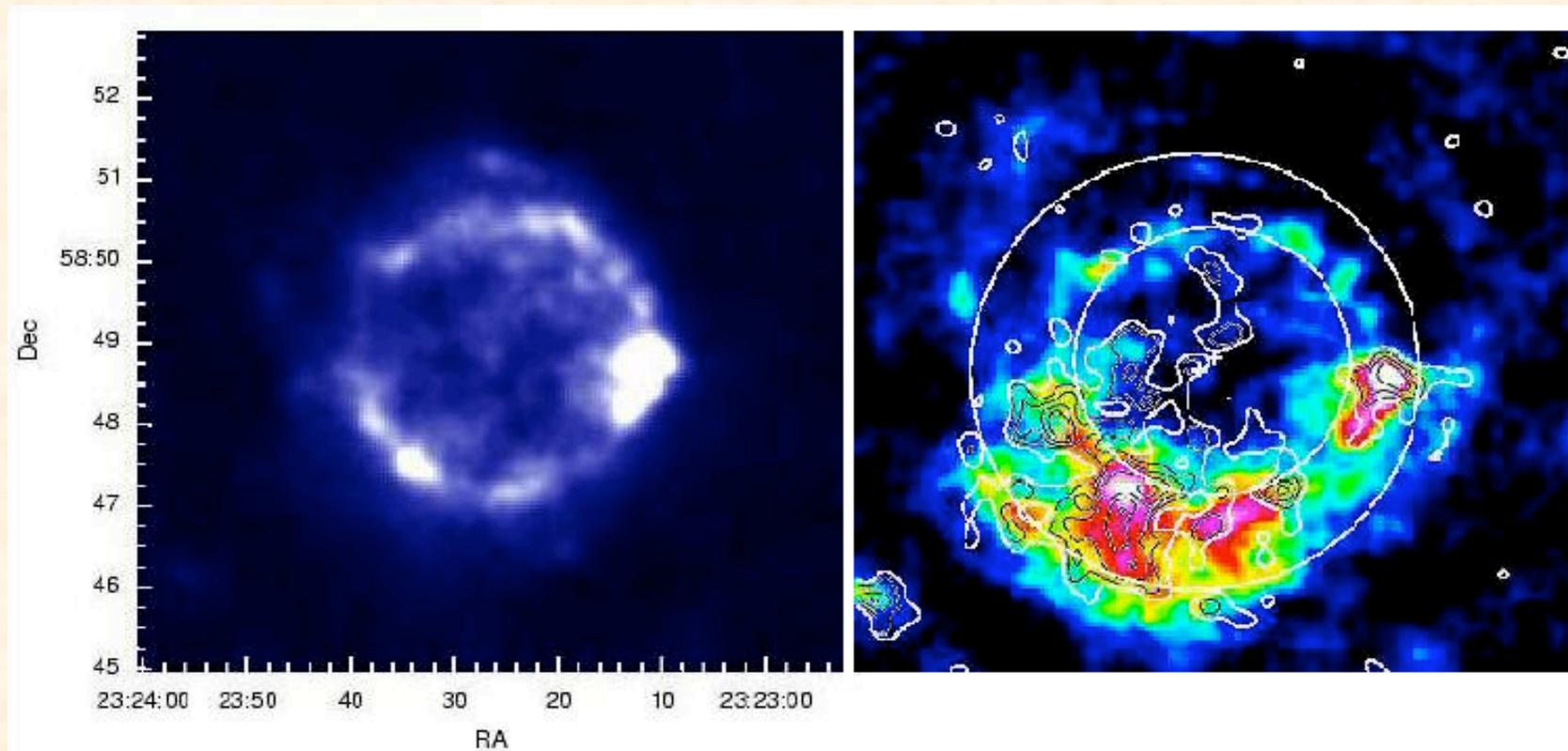
Para resolver este problema podemos usar como referência o fato observacional:

→ galáxias a altos redshifts ($z > 5$) apresentam $M_d > 10^8 M_{\odot}$ ($\rho_g/\rho_d < 150$)
(Bertoldi 2003, Dunne 2003, Archibald 2001, Hughes 1998).

★ **S** de baixa massa não chegam a fase de maior perda de massa antes de 10^7 anos → SN's devem ser a principal fonte (Morgan 2003, Todini & Ferrara 2001).

Para a SN1987A, é determinada uma massa em poeira $> 10^{-3} M_{\odot}$.

Para Cas A, Dunne et al. (2003) determina uma massa de 2 - 4 M_{\odot} para a poeira formada após o choque (frio, denso e abundante em metais), que é um sítio ideal para formação de poeira.



Dunne, Eales & Edmunds (2003)

Entretanto, a viscosidade do MI impede a dispersão.

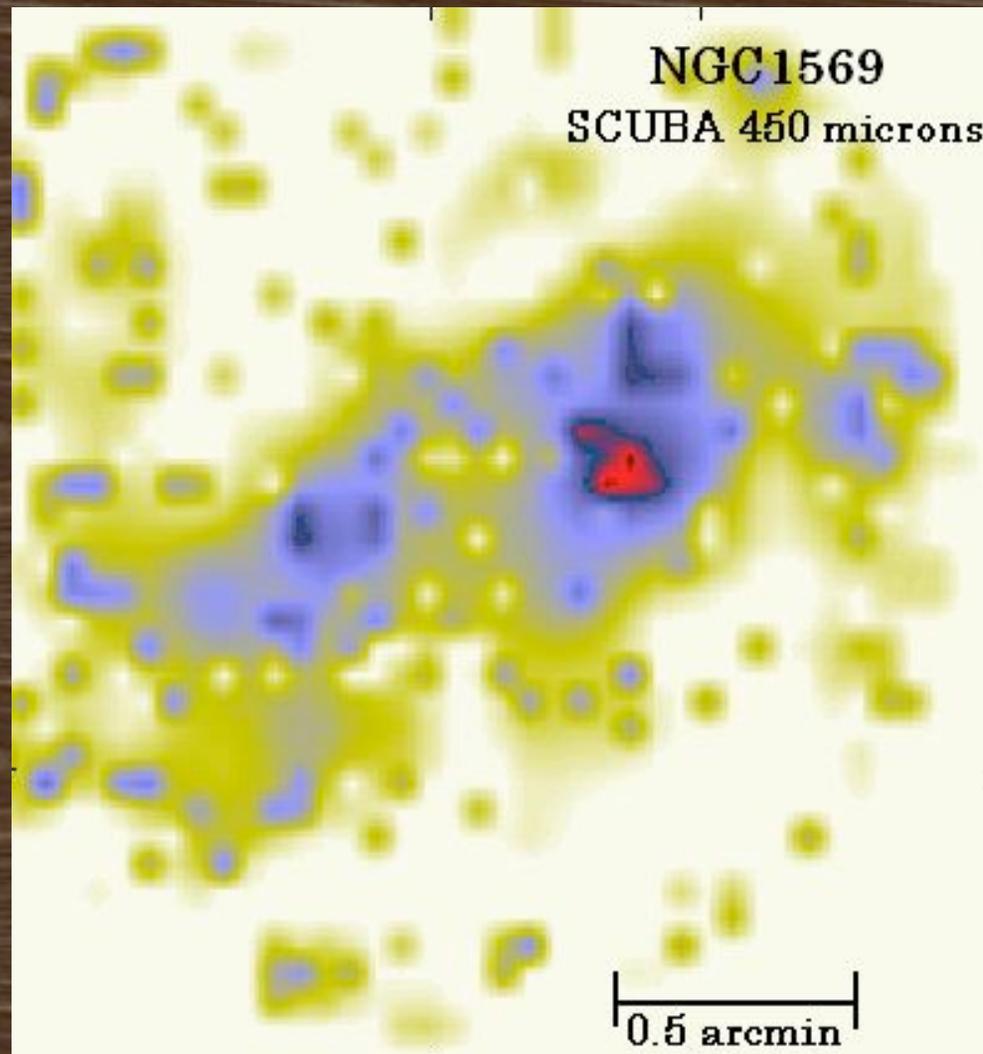
A expansão dos grãos irá cessar em uma escala de tamanho dada por:

$$L_{\text{visc}} \sim 10^{18} a.s. v_{\text{exp}} \cdot n_{\text{H}}^{-1} \sim 10^{16} \text{ cm ou } 0,01 \text{ pc.}$$

Com uma taxa de ocorrência de SN's de 10^{-2} /ano, podemos estimar que em 10^{10} anos, se forem distribuídas homogeneamente pela Galáxia, teríamos $\sim 0,1 \text{ SN/pc}^2$

$$d \sim 0,1 \text{ SN/pc}^2 > L_{\text{visc}} \sim 0,01 \text{ pc}$$

→ a poeira formada pelas SN's deve permanecer um longo tempo em forma de condensações, e não distribuída pela Galáxia, como pode ser percebido em NGC1569.



Emissão em $450\mu\text{m}$ de NGC1569, mostrando concentração de poeira em aglomerações de $\sim 1\text{pc}$ (Galliano 2003).

Outras fontes de contribuição de poeira devem ser consideradas então.

As mais citadas são:

i-) estrelas de baixa massa e massa intermediária em fases de gigante e supergigante,

Vamos levar em conta também dois outros processos:

ii-) colisão de ventos em sistemas binários e

iii-) proto-estelas.

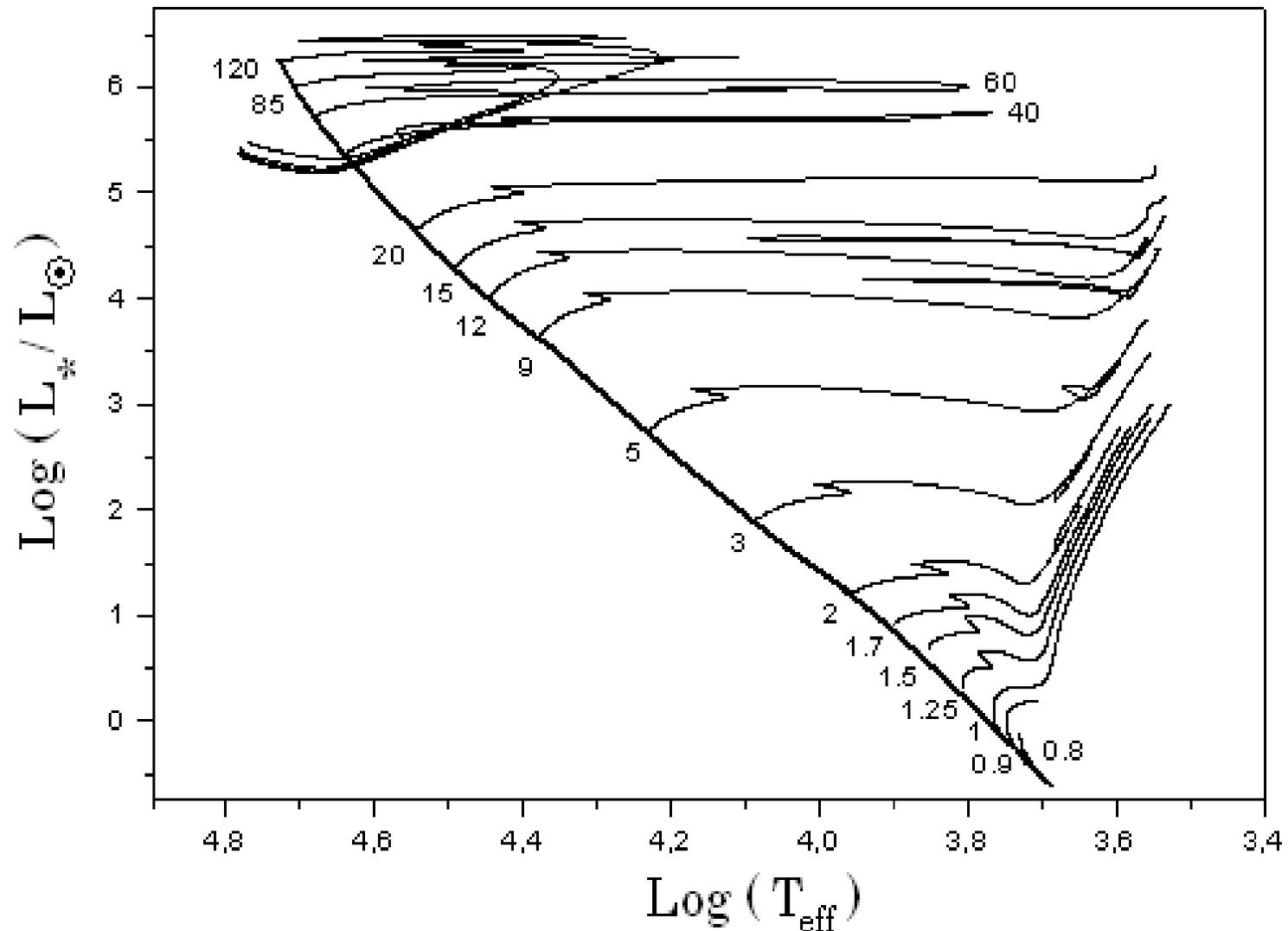
Modelo

- Função de massa (Ψ) de Chabrier (2003)
- Trajetória evolutiva de Schaller et al. (1992)
- Taxa de perda de massa em poeira

$$\int_{M_1}^{M_2} \int_{t_1}^{t_2} \Psi(M) \cdot \dot{M}_d(M, t) \cdot dt' dM'$$

\dot{M}_d é obtida empiricamente.

Para estrelas na seqüência principal (SP), e nos ramos de gigante e super-gigantes, utilizamos os dados de de Jager (1988) e o modelo evolutivo de Schaller et al. (1992).



Trajetórias evolutivas de estrelas de 0,8 a 120 M_\odot
(Schaller et al. 1992).

Para proto-estrelas, consideramos \dot{M} de $10^{-8} M_{\odot}$ /ano, que duram cerca de $10^6 - 10^7$ anos.

As taxas de perda de massa de pós-AGB's são obtidas de Watcher (2002).

Já no caso de estágios finais de estrelas massivas ($M > 8 M_{\odot}$) a poeira anteriormente ejetada é destruída, e apenas levamos em consideração a poeira formada no pós-choque (Nozawa *et al.* 2003).

O caso de formação de poeira em colisão de ventos de sistemas binários também foi levado em consideração, já que cerca de 40 - 55 % das estrelas se encontram nesses sistemas.

Cerca de 4 - 6% do vento de binárias se condensa no pós-choque (Marchenko 2002).

Uma função de massa ($\Psi(\log M)$):

→ quantidade de estrelas, num intervalo de massa $d \log M$, que se observa em um volume V (pc^3).

Salpeter (1955): a partir da distribuição de frequência de luminosidade é possível obter uma distribuição de massa

→ relação massa-luminosidade.

As $\star s$ evoluem sendo que as mais massivas evoluem mais rápido

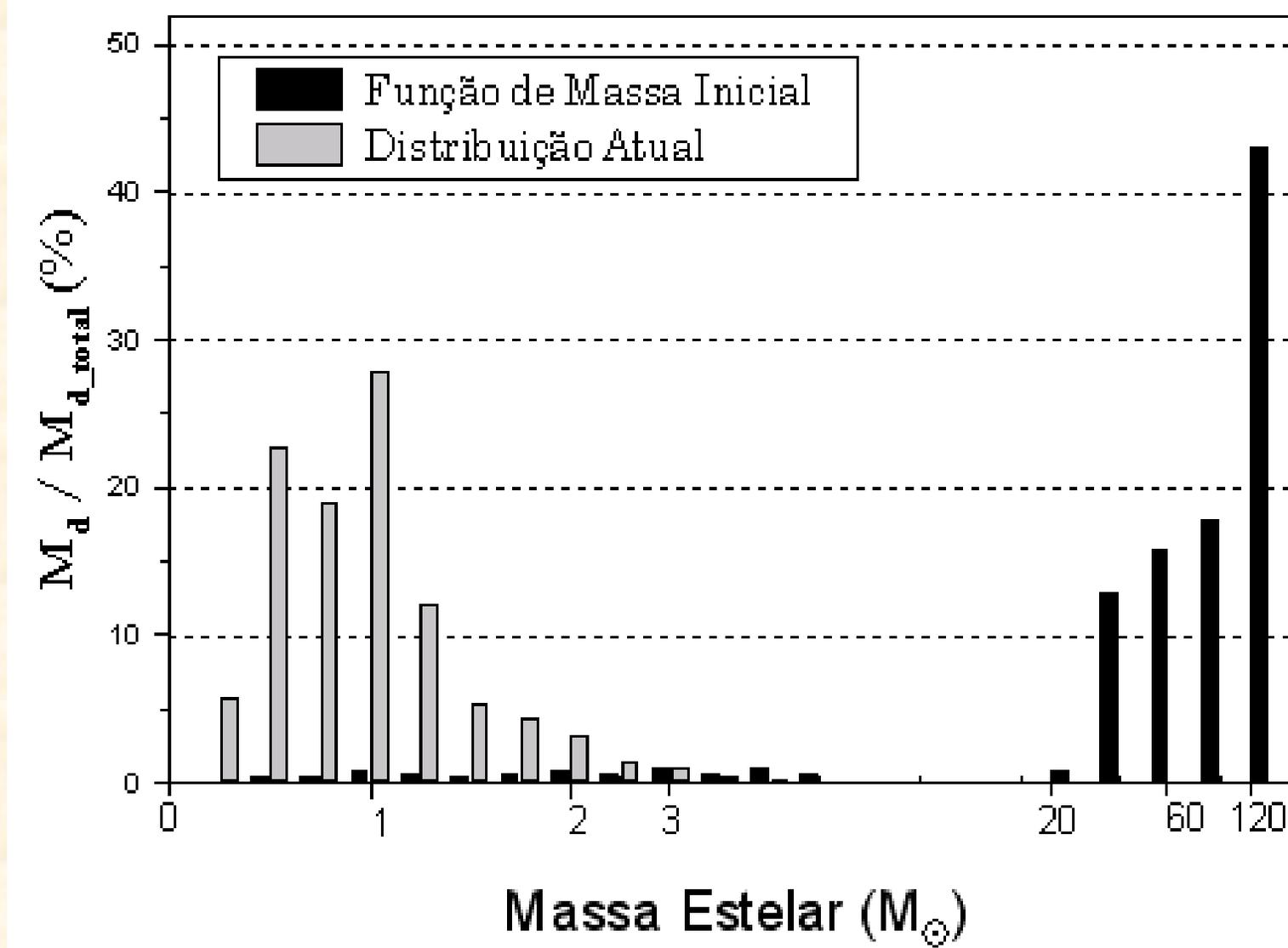
→ a função de massa atual (PDMF - present day mass function) deve ser diferente da função de massa inicial (IMF - initial mass function)

A IMF é descrita como uma log-normal para massas menores que $1 M_{\odot}$, e por uma exponencial típica de Salpeter para $M > 1 M_{\odot}$.

A PDMF difere da IMF apenas na parte de maiores massas.

Ao invés de um único expoente, a função é dividida em três, cada intervalo de massa com um índice diferente.

Resultados



Quantidade relativa de massa em grãos ejetada para o MI para cada faixa de massa estelar inicial.

	IMF	PDMF
$M_d (M < 8 M_{\odot})$ (%)	9	99
$M_d (M > 8 M_{\odot})$ (%)	91	1
$M_{d_ventos} (M < 8 M_{\odot})$ (%)	1	23
M_d total (Galáxia) (M_{\odot})	$4,6 \cdot 10^8$	$1 \cdot 10^7$

- . Outro resultado interessante é que, levando em conta um único surto de formação estelar no início da evolução da Galáxia, a quantidade de poeira é maior quanto mais jovem a galáxia.
- . Esse fato, de simples falta de reposição do material destruído, explica a proponderância de poeira em espirais em relação às galáxias elípticas (Seaquist 2004).

Conclusão

Sob um aspecto qualitativo, mostramos que:

- i) SN's são mais importantes no retorno de material sólido ao MI em galáxias jovens; e
- ii) gigantes e supergigantes frias e proto-estrelas dominam o processo em galáxias com população estelar evoluída.

A importância de ventos estelares e remanescentes na ejeção de massa e poeira no meio interestelar

Agradecimentos:



Resultados

Na figura 4, apresentamos a quantidade de poeira que cada faixa de massa estelar fornece ao MI durante toda a sua evolução, relativa à quantidade de poeira total.

As barras pretas representam a razão para a IMF.

As barras cinza representam a razão para a PDMF.

Pode-se perceber que a contribuição de estrelas massivas ($M > 8 M_{\odot}$) é praticamente toda a matéria em grãos nos instantes iniciais de uma formação estelar.

Entretanto, atualmente na Galáxia, a relativa falta de estrelas massivas faz com que a reposição de material sólido seja predominantemente das estrelas de baixa massa, principalmente quando estão fora da SP.

É interessante notar o papel de estrelas de $M < 1 M_{\odot}$. Como estes objetos ainda se encontram na SP, toda a contribuição se deve ao estágios de proto-estrelas.