

## COALESCÊNCIA: CONDIÇÕES E POSSÍVEIS REGIÕES DE FORMAÇÃO DE ESTRELA DE ALTA MASSA

*Danilo Maciel Lopes Gusmão<sup>1</sup>, Cássio Leandro Dal Ri Barbosa<sup>1</sup>*

<sup>1</sup>Univap/IP&D – Laboratório de Física e Astronomia, Av. Shishima Hifumi, 2911 – Urbanova - São José dos Campos - SP, danilo@univap.br

**Resumo-** Cerca de duas mil estrelas de alta massa vivem em nossa Galáxia, todas elas desafiando a teoria de formação estelar que proíbe o crescimento de uma estrela para além de 10 massas solares. Como então elas podem existir? Este projeto estudará e discutirá formação de estrelas de alta massa sob a luz das duas teorias correntes: a coalescência de estrelas de baixa massa e o clássico cenário de formação por acreção via disco. Serão discutidas as condições necessárias para a ocorrência de ambos os cenários, contextualizando os casos já conhecidos de acreção via disco. A dissertação final deste projeto apresentará também, uma lista de aglomerados de formação de estrelas de alta massa que reúnam condições de suportar o cenário de coalescência e aqueles que possuam alguma evidência observacional de ter havido (ou estar havendo) formação por este modelo.

**Palavras-chave:** Formação estelar, estrela de alta massa, coalescência

**Área do Conhecimento:** Ciência da Terra - Astronomia

### Introdução

As estrelas de alta massa são estrelas com massa aproximadamente acima de 8 Massas solares, estando na classificação espectral entre B3 e O3. Elas possuem luminosidade entre  $10^4$  luminosidades solares e  $10^6$  luminosidades solares, com temperatura efetiva entre 15000 K e 30000 K, respectivamente.

As estrelas de alta massa têm um papel fundamental na evolução química da Galáxia ao sintetizar elementos mais pesados que o carbono até o ferro durante o seu ciclo de vida. Quando uma estrela de alta massa explode em supernova, elementos ainda mais pesados que o ferro são sintetizados e espalhados no meio interestelar, além de emitir uma grande quantidade de energia e deflagrar uma onda de choque que deve, eventualmente, disparar a formação de uma nova geração de estrelas.

Mesmo com tamanha importância no processo de evolução do Universo, o processo de formação estelar para estrelas de alta massa atualmente ainda é pouco entendido (BARBOSA; FIGER, 2004).

Além das limitações, a teoria usual para explicar a formação de estrelas de baixa massa (SHU et al., 1987) prevê que não poderão ser formadas estrelas com massa superior a 10 massas solares. Esta limitação surge do fato que a força da radiação produzida por estrelas acima desse limite ultrapassaria a força gravitacional, impedindo que a fase de acreção continue para

além deste limite. Por esses motivos dois modelos surgiram na literatura para suplantar essas dificuldades, o modelo de disco de acreção, que guarda muita semelhança com o modelo de formação de estrelas de baixa massa e um alternativo, o modelo por coalescência de estrelas de baixa massa.

Dentre esses modelos, o cenário de coalescência de estrelas de baixa massa, não apresentam nenhuma sugestão de possíveis sítios onde esse cenário possa ocorrer. Desta forma o objetivo deste trabalho é analisar o modelo de formação de estrelas de alta massa por coalescência buscando por regiões de formação estelar que tenham maior probabilidade de ocorrer. Nesse estudo investigamos 253 sítios de formação estelar quanto a suas massas, dimensões e densidades que são os parâmetros críticos para determinar a possibilidade de ocorrer a coalescência.

### A coalescência

Desde a proposição da coalescência como mecanismo de formação de estrelas de alta massa, suas condições iniciais mudaram bastante tentando se adequar as características mais comuns da Galáxia. Atualmente a principal condição para que a coalescência ocorra é que a densidade estelar seja aproximadamente de  $10^6$  estrelas por  $pc^3$  (BONNELL; BATE, 2005), utilizando estrelas com 0,5 massas solares como estrela padrão. Porém esse valor de densidade é aproximadamente duas ordens de magnitude maior que os valores típicos observados no plano

da Galáxia. Este fato, por si só já é um indicativo da raridade de sítios adequados.

## Metodologia

A determinação da massa e do raio dos sítios de formação de estrelas é necessária para conseguir caracterizar candidatos às regiões onde possa favorecer o modelo de coalescência. Dessa forma, faremos um estudo quantitativo, ainda que incompleto, da eficiência da coalescência na formação de estrelas de alta massa.

Para efetuar essas estimativas, adotamos os seguintes procedimentos. Primeiro, será considerado que a estrela mais massiva de uma região será formada por acreção esférica simples. Em seguida, a quantidade de estrelas por intervalo de massa que irá se formar na nuvem seguirá a função de massa inicial (IMF). Finalmente, a massa total da nuvem será obtida através da massa convertida em estrelas. Os detalhes desse processo serão apresentados nas próximas seções.

## O procedimento para as situações

Yorke e Kruegel (1977) analisaram a proposta de Kahn (1974) que efetuou um estudo do limite de massa que uma estrela possa agregar por meio da acreção esférica. A investigação foi realizada através da evolução de uma proto-estrela utilizando acreção esférica dentro de uma nuvem molecular, considerando-a como uma nuvem esférica. Por meio de uma simulação numérica, revisaram o grau de mistura da poeira e gás e, em seus resultados, a massa limite obtida foi de 36 massas solares. Para valores maiores de massa a pressão da força da radiação da proto-estrela se tornaria maior que a força gravitacional interrompendo a fase de acreção. Esse limite foi determinado seguindo a relação de Kahn (1974), onde a razão  $L/M$  da estrela deveria ser menor que  $10^4$ , para que não ocorresse a interrupção da acreção.

Wolfire e Cassinelli (1987), fizeram as mesmas considerações anos depois, testando vários tipos de composição química da poeira interestelar. Esses autores obtiveram como resultado de várias simulações diversos limites para a massa final utilizando a acreção esférica, chegando aos valores extremos superiores a 100 massas solares, mas com o uso de grãos de poeira com composição química altamente refratária à radiação. No caso da composição da mistura da poeira usada com valores típicos de nossa Galáxia, o limite de massa concorda com os

resultados de Yorke e Kruegel (1977), em ~ 30 massas solares.

A determinação das condições necessárias para que possa ocorrer a coalescência de estrelas para formação de estrelas de alta massa tem o seguinte procedimento: determinamos que a estrela mais massiva das regiões fosse formada por acreção esférica. Essa estrela terá no máximo 30 massas solares de acordo com Wolfire e Cassinelli (1987), e Yorke e Kruegel (1977). Tomando por base a formação desta estrela, a nuvem progenitora será populada com uma quantidade de estrelas por intervalo de massa prescrita pela IMF. Essa população é que estará sujeita às condições da nuvem para que se observem as colisões previstas pelo modelo. Este estudo foi efetuado para os seguintes limites de massas solares 30, 20, 25 e 10 com taxa de acreção descrita pela equação 1. Desta maneira, estrelas mais massivas que 30 massas solares só poderão ser formadas por coalescência uma vez que acreção por disco e a acreção esférica não podem fazê-la. Admitindo *a priori* que estrelas com massa maior que 30 massas solares existem, vide o caso de W51d (BARBOSA et al., 2008) e são formadas em aglomerados, pressupomos que o mecanismo de coalescência deve ocorrer. Com base nesse pressuposto, os parâmetros físicos como massa total e densidade das regiões serão obtidas e estes valores serão usados na comparação com os catálogos publicados.

$$\dot{M} = \left[ \frac{M_{star}}{3} \right] 10^{-7} \times \left[ \frac{M_{star}}{1M_{\odot}} \right]^{-2} \times \left[ \frac{R_{star}}{1R_{\odot}} \right] \times \left[ \frac{L_{star}}{1L_{\odot}} \right] M_{\odot}/ano \quad (1)$$

Onde  $M_{\odot}$  é a unidade de massa solar,  $M_{star}$  é a massa da estrela,  $R_{star}$  é o raio da estrela,  $L_{star}$  a luminosidade da estrela e o  $\dot{M}$  a taxa de acreção.

A IMF utilizada é apresentada por Salpeter (1955) e se consiste em uma lei de potência de expoente  $\alpha = -1,35$ , de acordo com a equação 2. Onde o  $\zeta(M_{star})$  representa a distribuição regida por  $dN/d\log(M_{star})$ , onde  $N$  é o número de estrelas e  $M_{star}$  a massa que ela apresenta.

$$\zeta(M_{star}) = (M_{star} / M_{\odot})^{-1.35} \quad (2)$$

Integrando-se a IMF de uma região (equação 2) é possível determinar a quantidade de massa convertida em estrelas. Este fato será utilizado para determinar a massa dos casos propostos e o local onde ocorrerá a formação de estrela será chamado de núcleo, que será definido como  $M_{nucleo} = M_{estrela} + M_{gás}$ . Para nosso caso, usaremos uma aproximação onde não se admite perda de

massa da nuvem no local de formação das estrelas, em outras palavras, todo o gás se converte em estrelas no núcleo, simplificando nossa definição apenas a  $M_{\text{núcleo}} = M_{\text{estrela}}$ .

$$M_{\text{núcleo}} = \int \xi(M_{\text{star}}) \times M_{\text{star}} \times dM_{\odot} \quad (3)$$

Onde  $\xi(M_{\text{star}})$  é a distribuição do número de estrela dada pela equação 2.

A partir do valor encontrado na equação 3, podemos determinar o raio em que o núcleo se mantém um equilíbrio virial (BONNELL et al., 1998) dada pela equação 4, onde  $V_{\text{disp}}$  é a dispersão de velocidade entre os objetos e  $G$  é a constante gravitacional. Este raio delimita o volume da nuvem onde ocorre a formação estelar.

$$R_{\text{núcleo}} = (GM_{\text{núcleo}}) / V_{\text{disp}}^2 \quad (4)$$

Dos valores da equação 3 e 4, podemos determinar a densidade que o núcleo deve possuir, caracterizando assim, as principais condições iniciais que as regiões necessitam para favorecer a coalescência. Estes valores serão usados para comparações com a literatura. Contudo, como esses núcleos são subestruturas da região progenitora, que pode ser a própria nuvem molecular como também *clumps*, esse material convertido em estrelas representa cerca de 20% da massa total da região progenitora (SHU et al., 1987), ou seja,  $M_{\text{total}} = 5 \times M_{\text{núcleo}}$ .

### Os casos de estudos

Estudamos, na primeira situação o caso em que o produto final de formação estelar, é uma estrela de massa igual a 30 massas solares como modelo mais extremo. Neste caso, a estrela mais massiva do aglomerado possui 30 massas solares formada pela acreção esférica simples, a distribuição de estrelas por intervalo de massa é regida pela IMF, descrita pela equação 2. A massa estelar total, e conseqüentemente do núcleo, será dada pela integral desta distribuição sobre o intervalo de massa entre 0,5 e 30 massas solares, pois abaixo do valor de 0,5 massas solares a estrela não iniciará a queima de deutério, não chegando nunca a sequência principal. Apesar da população deste tipo de objeto ser muito grande, é improvável que colisões entre eles sejam eficientes para formar estrelas massivas, uma vez que suas seções de choque são pequenas. Para essas regiões, será fixada a dispersão de velocidades entre 4 e 10 km s<sup>-1</sup> típicas de regiões de formação de estrela de alta massa (BALLY; ZINNECKER, 2005; PALLA; STAHLER, 2000). Assim, obtemos o limite inferior para massa

desses núcleos e o limite superior para o raio delas para que a densidade apropriada ocorra. Esse procedimento foi efetuado também para situações análogas onde a estrela mais massiva formada possui 20, 15 e 10 massas solares.

Os demais valores foram escolhidos, porque uma estrela de 10 massas solares é o valor esperado para que a pressão da radiação se torne maior que a força gravitacional, interrompendo a acreção de acordo com Shu et al. (1987). O valor de 15 massas solares foi escolhido por esse ser uma extrapolação do caso de 10 massas solares, onde simulações comprovam que até esse valor da força da pressão da radiação não interfere na fase de acreção de uma estrela (KRUMHOLZ et al., 2009).

A taxa de acreção, a luminosidade e o raio estelar dos tipos de estrela usados são mostrados na Tabela 1. Para determinar esses valores foram usados os trabalhos de Blum et al.(2000) para determinar as condições das estrelas até 12 massas solares e Martins et al. (2005) para obtenção das propriedades das estrelas com massa superior a 12 massas solares.

Tabela 1- Propriedades das estrelas utilizadas

| M (M <sub>⊙</sub> ) | T (K) | R (R <sub>⊙</sub> ) | L (L <sub>⊙</sub> )    | M (M <sub>⊙</sub> /ano)  |
|---------------------|-------|---------------------|------------------------|--------------------------|
| 1                   | 5400  | 1                   | 0,73                   | 2,45 x 10 <sup>-8</sup>  |
| 2                   | 7800  | 1,22                | 4,85                   | 9; 91 x 10 <sup>-8</sup> |
| 5                   | 21900 | 4,26                | 3,70 x 10 <sup>3</sup> | 6; 71 x 10 <sup>-5</sup> |
| 8                   | 25300 | 5,14                | 9,60 x 10 <sup>3</sup> | 1; 60 x 10 <sup>-4</sup> |
| 10                  | 27100 | 5,67                | 1,54 x 10 <sup>4</sup> | 2; 90 x 10 <sup>-4</sup> |
| 12                  | 28700 | 6,18                | 2,30 x 10 <sup>4</sup> | 4; 14 x 10 <sup>-4</sup> |
| 15                  | 30700 | 6,9                 | 3,78 x 10 <sup>4</sup> | 6; 13 x 10 <sup>-4</sup> |
| 20                  | 33600 | 8,08                | 7,37 x 10 <sup>4</sup> | 1; 05 x 10 <sup>-3</sup> |
| 25                  | 36000 | 9,22                | 1,23 x 10 <sup>5</sup> | 1; 65 x 10 <sup>-3</sup> |

### Análise das situações proposta

As características calculadas nas situações de estudo podem ser vistos na Tabela 2. Por ela, percebe-se que os tamanhos das regiões estariam entre 0,08 a 0,04 pc. Esse tamanho se enquadra aos tamanhos das UC HII e HC HII (CHURCHWELL, 2002). Outra característica das situações propostas seria o aumento da dispersão de velocidade conforme o aumento quantidade de estrelas que são formadas nos núcleos.

Bally e Zinnecker (2005) ponderam que colisões destes tipos poderiam ocorrer em regiões UCHII, durante a fase final de formação da estrela de alta massa.

Tabela 2 - Propriedade das regiões obtidas  
pelas situações

| Situações | N   | M <sub>núcleo</sub><br>(M <sub>☉</sub> ) | M <sub>estrela</sub><br>(M <sub>☉</sub> ) | R <sub>núcleo</sub><br>(R <sub>☉</sub> ) | V <sub>disp</sub><br>(km/s) |
|-----------|-----|--|---|--|-----------------------------|
| Situação1 | 274 | 1300                                     | 30  | 0,08                                     | 8                           |
| Situação2 | 150 | 600                                      | 20  | 0,07                                     | 6                           |
| Situação3 | 100 | 310                                      | 15  | 0,05                                     | 5                           |
| Situação4 | 50  | 130                                      | 10  | 0,04                                     | 4                           |

### Procedimento de seleção

Nossa busca se baseou nas regiões em que pudesse ocorrer a formação de estrelas de alta massa. Essas regiões são conhecidas como *clumps*, subestruturas das nuvens moleculares gigantes. Essas regiões, segundo (CHURCHWELL, 2002), se assemelham às nuvens moleculares, possuindo subestruturas que abrigam formação estelar, de modo que as duas podem formar estrelas de alta massa e pequenos aglomerados. Os núcleos, regiões de formação definida para nossos estudos e descrita nas seções anteriores, são subestruturas dos *clumps*.

A lista foi obtida através de dados de regiões em sub-milimétrico, que fornece estimativa da massa total com base em uma relação entre a frequência da emissão, densidade de fluxo, a distância, a função de Planck da poeira e o coeficiente de absorção da radiação da poeira. Através desse valor é possível determinar a massa da região através da razão gás/poeira onde a relação pode ser assumida como 100/1 (BECKWITH et al., 1990). Deste modo, o total de regiões de formação de estrelas dos catálogos de Muñoz et al. (2007), Saito et al. (2007), Sakai et al. (2007) é 253 regiões com indícios de formação de estrela de alta massa. Nós consideramos essas regiões como *clumps* variando sua massa total entre 8 e 5900 massas solares. Porém, para verificar se estas regiões poderiam abrigar a coalescência, descartamos as regiões com massa inferior a 10 massas solares por não conseguirem formar uma única estrela de alta massa. Assim reduzimos nosso total de candidatas a 247 sítios.

Depois dessa primeira seleção, determinamos a massa que um núcleo teria dentro de cada região remanescente. Para isso dividimos a massa desses *clumps* por 5, onde esse valor refere à eficiência na taxa de formação estelar dessas regiões (SHU et al., 1987), encontrando a massa dos núcleos. Com isso descartamos todas as regiões com núcleo menor que 10 massas solares por não possuir massa suficiente para formar uma estrela de alta massa, conseguindo assim 165 sítios, com massa entre 50 e 5900 massas

solares. Nessa etapa foram eliminadas 45% das regiões, apenas pelo critério da massa mínima necessária.

Após eliminar as regiões sem condições de formar estrelas de alta massa por não possuir massa suficiente, revisamos a dispersão de velocidades esperada das estrelas em região onde se formam estrelas de alta massa para refinar a lista. Sabendo que as regiões de formação de estrela de alta massa possuem dispersão de velocidades entre  $4 - 10 \text{ km s}^{-1}$  (BALLY; ZINNECKER, 2005; PALLA; STAHLER, 2000) e que as contrapartidas de baixa massa possuem valores típicos de  $\sim 2 \text{ km s}^{-1}$ , então ao se calcular o raio e densidade pelas equações 3 e 4, apenas as regiões com a densidade mínima necessária atingida limitando se a dispersão da velocidade entre  $4 - 10 \text{ km s}^{-1}$ . Desta maneira, a regiões compatíveis com massa total entre 660 - 5900 massas solares foram selecionadas. O total de regiões, compatíveis com o critério de seleção, totaliza 25 candidatas, ou seja, permanecendo cerca de 10% do total original. Essas regiões são listadas na Tabela 3 com as características encontradas na literatura.

### Análise da seleção

A Tabela 4 apresenta uma comparação através da massa entre as regiões da Tabela 3 e os casos simulados neste trabalho, para assim tentar estimar possíveis valores de dispersão de velocidades que esses sítios necessitariam ter para ocorrer a coalescência. Assim é possível averiguar que dentre as vinte e cinco regiões encontradas, 80% teriam que apresentar uma dispersão de velocidade entre 4 e  $5 \text{ km s}^{-1}$ . Este resultado sugere que o cenário mais propício para que a ocorra formação por coalescência pode ser encontrado em sítios de formação de estrelas B recentes (B0 - B3) com dispersão de velocidades relativamente baixa. Este o cenário corresponde aos casos das situações 3 e 4 apresentadas na Tabela 2.

### Conclusão

A partir dos dados da literatura, encontramos que os valores de densidade e raio das regiões que favorecem o cenário de coalescência são compatíveis com as HC III e UC III. Este fato é citado por Bally e Zinnecker (2005). No entanto, cabe ressaltar que uma população de centenas de estrelas precisaria estar confinada em um volume muito restrito. Além disso, a escala de tempo para que centenas de estrelas se formassem e se aglutinassem para então formar uma estrela de alta massa, "acendendo" uma região UCHII, são

incompatíveis com a escala de tempo de vida de uma região UCHII. Finalmente, verificamos que 10% das regiões estudadas de nossa amostra possuem condições de favorecer a coalescência. Dessas regiões, 80% delas são compatíveis com os casos 3 e 4 de nosso estudo sugerindo que a eficiência do mecanismo de formação de estrela de alta massa por coalescência é maior para região capazes de formar estrelas entre 10 - 15 massas solares.

Tabela 3 - Propriedades das estrelas selecionadas

| Nome                    | Massa (M <sub>⊙</sub> ) | Raio (pc)   | Ref |
|-------------------------|-------------------------|-------------|-----|
| NGC 6334 clump 1        | 1740                    | 0,59        | 1   |
| NGC 6334 clump 2        | 5880                    | 0,65        | 1   |
| NGC 6334 clump 3        | 1560                    | 0,62        | 1   |
| NGC 6334 clump 4        | 1470                    | 0,86        | 1   |
| NGC 6334 clump 6        | 812                     | 0,92        | 1   |
| NGC 6334 clump 8        | 1020                    | 0,36        | 1   |
| NGC 6334 clump 9        | 1340                    | 0,45        | 1   |
| NGC 6334 clump 10       | 859                     | 0,45        | 1   |
| NGC 6334 clump 16       | 1020                    | 0,5         | 1   |
| NGC 6334 clump 23       | 952                     | 0,74        | 1   |
| NGC 6334 clump 35       | 2508                    | 0,77        | 1   |
| G048.580+00.056         | 2508                    | 1,44        | 2   |
| G048.598+00.252         | 1177                    | 0,55        | 2   |
| G048.605+00.024         | 5725                    | 0,94 - 1,05 | 2   |
| G049.830+00.370         | 972                     | -           | 2   |
| G050.283-00.390         | 1024                    | 1,5         | 2   |
| IRAS 18424-0329 Clump 2 | 710                     | 1,67        | 2   |
| IRAS 18571+0349 Clump 1 | 1509                    | 0,62        | 2   |
| AFGL 333 clump A        | 2300                    | -           | 3   |
| AFGL 333 clump B        | 1400                    | -           | 3   |
| IRAS 06056+2131 Clump A | 1000                    | 0,41        | 4   |
| IRAS 06056+2131 Clump B | 1500                    | 0,55        | 4   |
| IRAS 06058+2138 Clump B | 830                     | 0,47        | 4   |
| IRAS 06061+215 Clump B  | 1300                    | 0,61        | 4   |
| IRAS 06061+215 Clump E  | 1400                    | 0,76        | 4   |

1-(MUÑOZ et al., 2007); 2-(JOHNSTON et al., 2009); 3-(SAITO et al., 2007); 4-(SAKAI et al., 2007)

### Agradecimento

Os autores agradecem ao Univap/IP&D – Laboratório de Física e Astronomia e a Fapesp por me concederem condições de apresentar o

trabalho nesse encontro, através de bolsas e auxílios. Além disso, agradeço ao meu orientador pela ajuda e aos meus familiares por sempre me apoiarem.

Tabela 4 - Propriedades dos núcleos para região onde se encontra a densidade mínima

| Nome                    | V <sub>disp</sub> (km/s) | Den (M <sub>⊙</sub> /pc <sup>3</sup> )        |
|-------------------------|--------------------------|---|
| NGC 6334 clump 1        | 5 - 6                    | 3,9 x 10 <sup>5</sup> – 1,2 x 10 <sup>6</sup> |
| NGC 6334 clump 2        | 8                        | 5,7 x 10 <sup>5</sup>                         |
| NGC 6334 clump 3        | 5                        | 4,8 x 10 <sup>5</sup>                         |
| NGC 6334 clump 4        | 5                        | 5,4 x 10 <sup>5</sup>                         |
| NGC 6334 clump 6        | 4                        | 4,7 x 10 <sup>5</sup>                         |
| NGC 6334 clump 8        | 4 - 5                    | 3,0 x 10 <sup>5</sup> – 1,1 x 10 <sup>6</sup> |
| NGC 6334 clump 9        | 5                        | 6,5 x 10 <sup>5</sup>                         |
| NGC 6334 clump 10       | 4                        | 4,2 x 10 <sup>5</sup>                         |
| NGC 6334 clump 16       | 4 - 5                    | 3,0 x 10 <sup>5</sup> – 1,1 x 10 <sup>6</sup> |
| NGC 6334 clump 23       | 4 - 5                    | 3,4 x 10 <sup>5</sup> – 1,3 x 10 <sup>6</sup> |
| NGC 6334 clump 35       | 4                        | 4,9 x 10 <sup>5</sup>                         |
| G048.580+00.056         | 6                        | 5,6 x 10 <sup>5</sup>                         |
| G048.598+00.252         | 4 - 5                    | 2,2 x 10 <sup>5</sup> – 8,5 x 10 <sup>5</sup> |
| G048.605+00.024         | 8                        | 6,0 x 10 <sup>5</sup>                         |
| G049.830+00.370         | 4 - 5                    | 3,3 x 10 <sup>5</sup> – 1,2 x 10 <sup>6</sup> |
| G050.283-00.390         | 4 - 5                    | 2,9 x 10 <sup>5</sup> – 1,1 x 10 <sup>6</sup> |
| IRAS 18424-0329 Clump 2 | 4                        | 6,1 x 10 <sup>5</sup>                         |
| IRAS 18571+0349 Clump 1 | 5                        | 5,1 x 10 <sup>5</sup>                         |
| AFGL 333 clump A        | 6                        | 6,6 x 10 <sup>5</sup>                         |
| AFGL 333 clump B        | 5                        | 6,0 x 10 <sup>5</sup>                         |
| IRAS 06056+2131 Clump A | 4 - 5                    | 3,1 x 10 <sup>5</sup> – 1,2 x 10 <sup>6</sup> |
| IRAS 06056+2131 Clump B | 5                        | 5,2 x 10 <sup>5</sup>                         |
| IRAS 06058+2138 Clump B | 4                        | 4,5 x 10 <sup>5</sup>                         |
| IRAS 06061+215 Clump B  | 4 - 5                    | 1,8 x 10 <sup>5</sup> – 6,9 x 10 <sup>5</sup> |
| IRAS 06061+215 Clump E  | 5                        | 6,0 x 10 <sup>5</sup>                         |

### Referências

- BALLY, J.; ZINNECKER, H. The birth of high s stars: Accretion and/or mergers? **The Astronomical Journal**, n. 129, p. 2281-2293, 2005.
- BARBOSA, C.; FIGER, D. Top 10 problems on massive stars. **eprint arXiv:astro-ph/0408491**, 2004.

- BARBOSA, C. L.; BLUM, R. D.; CONTI, P. S.; DAMINELI, A.; FIGUEREDO, E. The standard model of star formation applied to massive stars: accretion disks and envelopes in molecular lines. **The Astrophysical Journal**, v. 678, p. L55-L58, 2008.

- BECKWITH, S. V. W.; SARGENT, A. I.; CHINI, R. S.; GUESTEN, R. A survey for circumstellar disks around young stellar objects. **Astronomical Journal**, n. 99, p.165-180, 1990.

- BLUM, R. D.; CONTI, P. S.; DAMINELI, A. The stellar content of obscured galactic giant H II regions. II. w42. **The Astronomical Journal**, v. 119, p. 1860-1871, 2000.

- BONNELL, I. A.; BATE, M. R. Binary systems and stellar mergers in massive star formation. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v.362, p.915-920, 2005.

- BONNELL, I. A.; BATE, M. R.; ZINNECKER, H. On the formation of massive stars. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, p. 93-102, 1998.

- CHURCHWELL, H. Ultra-compact hii regions and massive star formation. **Annu. Rev. Astro. Astrophys**, n. 40, p. 27-62, 2002.

- JOHNSTON, K. G.; SHEPHERD, D. S.; AGUIRRE, J. E.; DUNHAM, M. K.; ROSOLOWSKY, E.; WOOD, K. Ionized gas toward molecular clumps: Physical properties of massive star-forming regions. **The Astrophysical Journal**, v. 707, p.283-309, 2009.

- KAHN, F. D. Cocoons around early-type stars. **Astronomy and Astrophysics**, n. 37, p. 149{162, 1974.

- KRUMHOLZ, M. R.; KLEIN, R. I.; MCKEE, C. F.; OFFNER, S. S. R.; CUNNINGHAM, A. J. The formation of massive star systems by accretion. **Science**, n. 323, p. 754, 2009.

- MARTINS, F.; SCHAEERER, D.; HILLIER, D. J. A new calibration of stellar parameters of galactic o stars. **Astronomy and Astrophysics**, v. 436, p. 1049-1065, 2005.

- MUÑOZ, D. J.; MARDONES, D.; GARAY, G.; REBOLLEDO, D.; BROOKS, K.; BONTEMPS, S. Massive clumps in the ngc 6334 star-forming region. **The Astrophysical Journal**, v. 668, p. 906-917, 2007.

- PALLA, F.; STAHLER, S. W. Open issues in high-mass star formation. Star formation from the small to the large scale. **ESLAB symposium**, v. 445, p. 179, 2000.

- SAITO, H.; SAITO, M.; SUNADA, K.; YONEKURA, Y. Dense molecular clumps associated with young clusters in massive star-forming regions. **The Astrophysical Journal**, v. 659, p. 459-478, 2007.

- SAKAI, T.; OKA, T.; YAMAMOTO, S. Physical and chemical properties of massive clumps in the afgl 333 cloud. **The Astrophysical Journal**, v. 662, p. 1043-1051, 2007.

- SALPETER, E. E. The luminosity function and stellar evolution. **Astrophysical Journal**, n. 121, p. 161, 1955.

- SHU, F.; ADAMS, F. C.; LIZANO, S. Star formation in molecular clouds – observation and theory. **Annu. Rev. Astro. Astrophys**, n. 25, p. 23-81, 1987.

- WOLFIRE, M. G.; CASSINELLI, J. P. Conditions for the formation of massive stars. **Astrophysical Journal**, v. 319, p. 850-867, 1987.

- YORKE, H. W.; KRUEGEL, E. The dynamical evolution of massive protostellar clouds. **Astronomy and Astrophysics**, n. 54, p. 183-194, 1977.