

Universidade de São Paulo
Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas
Departamento de Astronomia

Luana Alves Antonio

Demografia de Estrelas Be nas Nuvens de Magalhães: O Caso de NGC 1850

São Paulo

2025

Luana Alves Antonio

Demografia de Estrelas Be nas Nuvens de Magalhães: O Caso de NGC 1850

Relatório apresentado ao Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da Universidade de São Paulo como requisito parcial para a obtenção do título de Bacharel em Astronomia.

Vertente: Pesquisa Básica

Orientador(a): Prof. Dr. Alex Cavalieri Carciofi

Coorientador(a): Dr. Felipe Donizeti Teston Navarete

São Paulo

2025

Agradecimentos

Não poderia começar de outra forma a não ser agradecendo à minha família, especialmente minha mãe, Célia, meus irmãos, Leticia e Pablo, e minha tia, Marisa, que desde meu nascimento me ensinaram o que é o amor, sempre me apoiando e estando ao meu lado. Tudo isso é uma vitória nossa!

Ao Loki, meu gatinho, por ser meu apoio emocional e me fazer ver felicidade quando eu senti que não havia mais saída;

Agradeço também ao Vinicius, meu amigo tão querido, por acompanhar todas minhas fases e não desistir de mim, mesmo nos vendo 2 vezes a cada 50 meses;

Ao Adriano, pelo carinho, companheirismo e pelos jantares gostosos;

Ao Carlos, ao João, à Lafê, à Thayná e a todos os amigos do Besouro, por me ajudarem a passar nas matérias e por me fazerem sentir pertencente pela primeira vez na vida;

À Laura e ao Pedro, por serem o melhor grupo de lab que eu poderia ter;

Ao Alex, pela orientação, pelas oportunidades e pela confiança que tem depositado em mim desde o início da graduação;

Ao Felipe, pela orientação na IC e por ouvir de vez em quando meus surtos acadêmicos;

À Vic e ao Pedro, pela estreita colaboração na elaboração desse trabalho;

À FAPESP, pelo apoio financeiro, sob os projetos nº: 2025/04552-5 e 2024/00057-7;

Ao IAG, pelas oportunidades;

Ao SOAR e ao OGLE, pelos dados concedidos.

“My dreams are bigger than me”

Aurora Aksnes

“Time is [...], from a nonlinear, non-subjective viewpoint, [...] more like a big ball of wibbly-wobbly-timey-wimey stuff.”

Doctor Who

Resumo

Estrelas Be são objetos peculiares da sequência principal, caracterizados por alta rotação, formato oblato e, eventualmente, formação de um disco viscoso por ejeção de massa, cuja emissão em $H\alpha$ se deve a partículas ionizadas. Atualmente, três cenários são propostos para explicar sua origem: *i*) as estrelas já entram na sequência principal como rotadores rápidos; *ii*) sua rotação acelera conforme evoluem na sequência principal; *iii*) formam-se a partir de um sistema binário, via transferência de massa e momento angular de uma estrela companheira. Cada hipótese prevê uma variação temporal específica na fração de estrelas Be em uma população. Por essa razão, aglomerados abertos jovens são uma espécie de laboratório para a busca das raízes desse fenômeno.

No entanto, estrelas Be apresentam fases inativas, i.e., sem disco, dificultando a determinação da taxa de incidência real desse fenômeno nos aglomerados. Esse trabalho tem como objetivo investigar técnicas para a determinação da fração real de estrelas Be em populações estelares. Para isso, utilizamos o aglomerado jovem NGC 1850 ($t = 100$ Myr), localizado na Grande Nuvem de Magalhães, como objeto de estudo.

Utilizamos dados fotométricos do telescópio SOAR, curvas de luz do OGLE, além de espectros do MUSE para chegar à fração $\text{Be}/(\text{Be}+\text{B}) = 25 \pm 1\%$ para esse aglomerado. A abordagem multi-técnica se mostrou essencial para superar ao máximo o viés causado pela variabilidade das estrelas Be, mas também demonstrou, mais uma vez, a complexidade desse fenômeno, exigindo análises aprofundadas e específicas.

Por fim, a comparação com o aglomerado NGC 330 ($t = 35$ Myr, Navarete et al. 2024) mostra uma discordância com a relação inversa conhecida entre a fração $\text{Be}/(\text{Be}+\text{B})$ e a metalicidade, já que NGC 1850 apresentou uma fração de Bes maior que o aglomerado mais jovem. Isso ocorre possivelmente devido à diferença de idade entre os aglomerados,

uma vez que as estrelas em NGC 330 não tiveram tempo suficiente na sequência principal para passar pelos processos *ii*) e *iii*) tidos como possíveis formadores de estrelas Be.

Abstract

Be stars are peculiar main sequence objects characterized by high rotation, oblate shape and, eventually, the formation of a viscous disk through mass ejection, in which ionized particles cause emission in $H\alpha$. Currently, three scenarios are proposed to explain its origin: *i)* the stars already enter the main sequence as fast rotators; *ii)* they suffer from an evolutionary spin-up; *iii)* they form via transfer of mass and angular momentum from a binary companion. Each hypothesis predicts a specific temporal variation in the Be fraction of a stellar population. Consequently, young open clusters serve as laboratories for investigating the roots of this phenomenon.

However, Be stars present inactive, diskless phases, complicating efforts to accurately determine its true incidence in clusters. This work aims to investigate techniques for the determination of the real Be star content of stellar populations. Our case study is NGC 1850, a young open cluster ($t = 100$ Myr) located in the Large Magellanic Cloud.

We combine photometric data from the SOAR telescope, light curves from OGLE, in addition to MUSE spectra, to derive the fraction $\text{Be}/(\text{Be}+\text{B}) = 25 \pm 1\%$ for this cluster. The multi-technique approach has been essential to overcome the bias caused by the variability in Be stars, but also highlighted the complexity of this phenomenon, requiring more profound and specific further analysis.

Lastly, the comparison to NGC 330 ($t = 35$ Myr, Navarete et al. 2024) reveals a divergence from the previously established inverse correlation between $\text{Be}/(\text{Be}+\text{B})$ fraction and metallicity, as NGC 1850 exhibits a higher be fraction than the younger cluster. This is possibly due to the age difference between both clusters, since NGC 330 stars have not spent enough time on the main sequence to undergo processes *ii)* and *iii)*, which are considered potential Be star formation mechanisms.

Lista de Figuras

1.1	A evolução do Diagrama HR. Crédito: Russell (1914) e Gaia Collaboration (2018)	18
1.2	Diagramas cor-magnitude para NGC 330. Crédito: Keller et al. (1999) . . .	21
2.1	Correções de ponto-zero instrumental para cada filtro	25
2.2	Completeza fotométrica para NGC 1850	27
2.3	Espectro não normalizado	28
2.4	Exemplos de espectros do MUSE	29
2.5	Exemplo de classificação dinâmica de uma Be	30
2.6	Exemplo de classificação dinâmica de uma não-Be	31
3.1	Diagramas cor-magnitude para NGC 1850 com os dados do SOAR	34
3.2	Distribuição de emissores em $H\alpha$ e sua fração em função da magnitude . .	35
3.3	Diagramas cor-magnitude para os três conjuntos de dados	36
3.4	Histograma de estrelas encontradas em somente um dos catálogos	37
3.5	Fração de estrelas Be em função da metalicidade	39

Lista de Tabelas

2.1	Magnitudes esperadas para cada subtipo espectral	26
3.1	Número de emissores e não emissores de $H\alpha$ na SP e frações de estrelas Be para cada um dos catálogos	37

Sumário

1. <i>Introdução</i>	17
2. <i>Métodos e Objetivos</i>	23
2.1 Fotometria do SOAR	23
2.2 Processamento dos dados fotométricos	24
2.2.1 Processo de extração da fotometria PSF	24
2.2.2 Calibração fotométrica	24
2.2.3 Completeza da amostra	25
2.2.4 Análise de pertencimento	26
2.3 Espectros do MUSE	27
2.4 Curvas de luz	29
3. <i>Resultados</i>	33
3.1 Discussão	38
3.1.1 O problema da fração real de estrelas Be	39
4. <i>Conclusões</i>	41
<i>Referências</i>	43

Introdução

Há mais de um século, foi descoberto o potencial do uso de aglomerados estelares como ferramentas poderosas para estudar a evolução de estrelas de diferentes tipos espectrais. Por volta de 1910, Ejnar Hertzsprung e Henry Norris Russell desenvolveram de maneira independente o chamado “diagrama HR”, relacionando grandezas como temperatura e luminosidade para o estudo de populações estelares. Nele, propriedades características de cada etapa da vida de uma estrela são evidenciadas (Figura 1.1), sendo a sequência principal (SP) a mais notória delas. Representada pela faixa mais densa que atravessa o gráfico, essa é a etapa evolutiva mais longa das estrelas e ocorre enquanto há fusão de hidrogênio em hélio no núcleo. O ponto de *turnoff* se refere à ponta superior da SP, onde as estrelas mais massivas estão evoluindo e partindo para seus próximos estágios evolutivos, como as fases de subgigante e gigante vermelha.

Nesse contexto, os aglomerados estelares tornaram-se fundamentais para a construção desses diagramas e o estudo da evolução estelar. Definidos *como conjuntos de estrelas gravitacionalmente ligadas, cuja densidade de massa excede a média local* (Krumholz et al., 2019), esses sistemas — especialmente os aglomerados jovens abertos (YOCs, do inglês *young open clusters*) — oferecem um ambiente ideal para investigar populações estelares simples, com estrelas compartilhando propriedades em comum, tais como idade e metalicidade.

A partir de então, o avanço da instrumentação astronômica permitiu a consolidação de modelos teóricos por meio da observação de inúmeros aglomerados, que não se limitou somente à nossa Galáxia — o estudo da astrofísica estelar passou a ser, também, extragaláctico.

Com a ampla pesquisa de YOCs nas Nuvens de Magalhães (e.g., Rafelski e Zaritsky

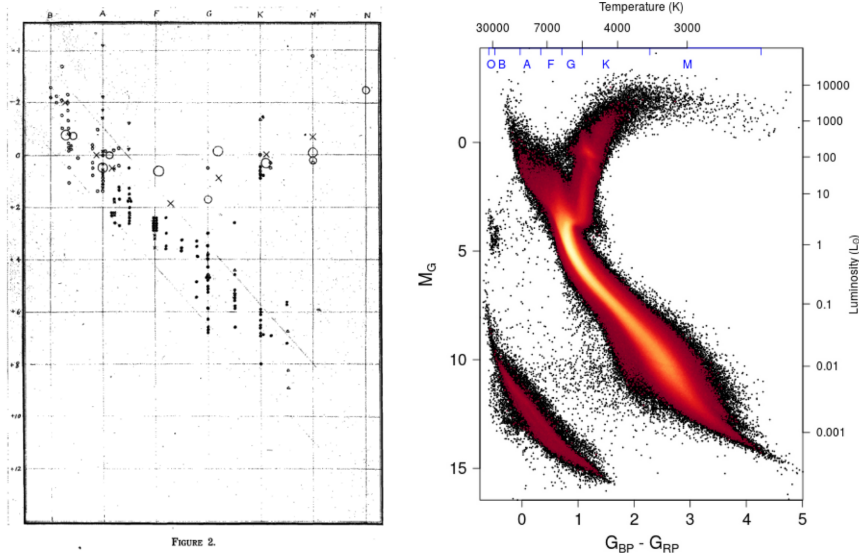


Figura 1.1: Exemplo da evolução dos dados na astronomia. À esquerda, diagrama HR reproduzido de Russell (1914). O eixo x representa os tipos espectrais, e o eixo y , a luminosidade. À direita, diagrama HR produzido com observações do satélite Gaia. No eixo horizontal temos temperatura, tipo espectral e cor, enquanto verticalmente são representados os valores de magnitude absoluta e luminosidade. Retirado de Gaia Collaboration (2018)

2005; Bica et al. 2022; Chiosi et al. 2006), estruturas complexas em diagramas cor-magnitude (CM) passaram a ser detectadas, como sequências principais divididas e *turnoffs* estendidos (Milone et al., 2018; Bastian et al., 2017). Algumas das peculiaridades citadas têm sido associadas às chamadas estrelas Be: estrelas do tipo B na SP que apresentam uma alta taxa de rotação, além de, eventualmente, formarem um disco advindo de ejeções de massa episódicas (Rivinius et al., 2013). Esses objetos possuem um formato oblato e sofrem um avermelhamento causado pelo escurecimento gravitacional em seu equador, enquanto o disco é responsável por sua principal característica: a emissão em $H\alpha$ (6562,8 Å).

O complexo fenômeno Be ainda não tem sua origem compreendida, porém três principais cenários são propostos para explicar a forma com que tais estrelas adquirem uma velocidade de rotação tão elevada:

i) estrelas Be são rotadores rápidos desde sua formação (Bodenheimer, 1971)

Nesse caso, os mecanismos de perda de momento angular durante a fase pré-sequência principal podem ser ineficientes e, então, o fenômeno Be já está presente em populações estelares jovens, mantendo a fração $Be/(Be+B)$ constante com a idade do aglomerado.

ii) aceleração evolucionária (Ekström et al., 2008)

A velocidade de rotação crítica é dada por

$$v_{crit} = \left(\frac{2}{3} \frac{GM}{R_p} \right)^{1/2} = 35,66 \left(\frac{M}{M_\odot} \right)^{1/2} \left(\frac{R_p}{R_\odot} \right)^{-1/2} \text{ km s}^{-1} \quad (1.1)$$

onde R_p é o raio estelar no polo, M , a massa estelar e G , a constante gravitacional universal. Perceba que o aumento no raio, processo natural durante a evolução, leva à diminuição de v_{crit} , facilitando que a estrela atinja sua rotação crítica.

Além disso, a contração do núcleo ao longo da SP, somada a mecanismos que acoplam dinamicamente o núcleo com a superfície, ocasiona um aumento na rotação superficial, ou seja, a própria evolução faz que a estrela rotacione cada vez mais próxima à sua velocidade limite para se manter estável.

Neste modelo, uma vez que a velocidade de rotação crítica é atingida, não há mais meios eficientes de se liberar momento angular. Então, para manter a estrela estável, momento angular é expelido na forma de um disco circunstelar. Por isso, espera-se que a fração de estrelas Be atinja seu pico na região da sequência principal de idade terminal (TAMS, do inglês, *terminal age main sequence*).

iii) formação em sistemas estelares binários (Pols et al., 1991)

Em sistemas binários próximos, a evolução da estrela mais massiva gera transferência de massa e momento angular para sua companheira. Segundo esse cenário, uma porção considerável das estrelas Be deve estar em sistemas binários com companheiras evoluídas. Logo, a fração $\text{Be}/(\text{Be}+\text{B})$ cresce com o tempo, à medida que as componentes mais massivas dos sistemas binários evoluem. Entretanto, ainda não existem modelos ou teorias bem sedimentados que permitam fazer previsões confiáveis de como a fração de estrelas Be deve crescer no cenário binário.

Assim, a presença de estrelas Be em uma população estelar jovem pode levar ao surgimento de um “ramo vermelho” na SP, pois os discos dessas estrelas atuam como uma fonte adicional de avermelhamento para elas. Além disso, o último cenário de formação proposto sugere que, como resultado da transferência de massa, o brilho dessas estrelas aumente, fazendo com que elas passem a se destacar como pontos acima do *turnoff*. Por estes e outros motivos, estrelas Be são consideradas como parte da explicação para SPs divididas e *turnoffs* estendidos (Milone et al., 2018).

Portanto, a busca pela compreensão da formação desses objetos está intrinsecamente ligada ao estudo sistemático de populações estelares de idades e metalicidades variadas. Torna-se interessante, especificamente, o estudo de YOCs na Grande e Pequena Nuvem de Magalhães (LMC e SMC, respectivamente, do inglês, *Large Magellanic Cloud* e *Small Magellanic Cloud*) pela baixa metalicidade dessas galáxias (SMC: $Z = 0,002$, LMC: $Z = 0,007$; Maeder et al. 1999) e pelo fato de seus YOCs apresentarem uma taxa alta de estrelas do tipo Be (valores médios para a SMC e LMC, respectivamente: 39% e 25%; Maeder et al. 1999) quando comparados aos aglomerados encontrados na Via Láctea (valores médios entre 19% e 11%; Maeder et al. 1999).

Por outro lado, estrelas Be são variáveis, apresentando fases sem disco e, portanto, sem emissão em $H\alpha$. Surge, então, um problema para identificar a fração de estrelas Be com precisão em populações estelares. Keller et al. (1999) desenvolveram um método para classificar estrelas Be a partir de critérios de seleção por cores em diagramas CM (Figura 1.2). Os autores perceberam que as estrelas Be se aglomeravam numa região específica do gráfico de $R - H\alpha$ vs $V - I$, separada do resto dos pontos pelo critério de cor, apresentado como a linha tracejada na Figura 1.2. Essa técnica de identificação se destaca por ser mais barata e facilmente aplicável do que a espectroscopia, que era a mais usada até então. Contudo, o critério de cor empregado por Keller et al. (1999) é bastante arbitrário. Além disso, esta técnica (e o critério em si) não permite identificar estrelas Be inativas (i.e., sem disco) ou com o disco muito tênue, pois em ambas as situações elas não teriam excesso de $H\alpha$. Isso implica que a fração de estrelas Be (dada pela razão $\text{Be}/(\text{Be}+\text{B})$) estimada por este procedimento será sempre um limite inferior.

O critério de cor de Keller et al. (1999) tem sido empregado, com variações, em publicações subsequentes (um exemplo recente é Navarete et al. 2024). Conclui-se, portanto, que estes estudos não determinaram, de fato, a fração *real* de estrelas Be nas populações estudadas. Neste trabalho, apresentamos uma metodologia focada na redução de vieses observacionais e na melhora da precisão da determinação da fração de estrelas Be. Para isso, investigamos o YOC NGC 1850, localizado na LMC, utilizando técnicas semelhantes às aplicadas para os resultados de Navarete et al. (2024) em NGC 330.

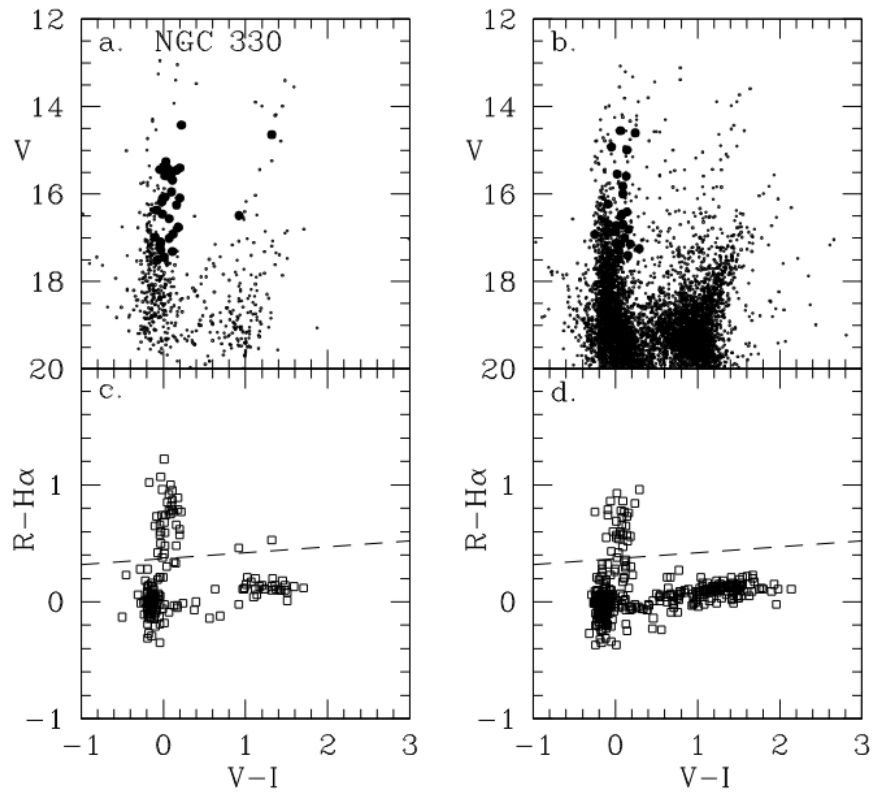


Figura 1.2: Diagramas cor-magnitude ($V, V-I$) e ($R-H\alpha, V-I$) para o aglomerado NGC 330 (painéis **a** e **c**) e seu entorno (**b** e **d**). O critério de cor é mostrado como a linha tracejada nos painéis inferiores, estrelas acima dela são candidatas a estrelas Be. Reproduzido de Keller et al. (1999).

Métodos e Objetivos

Tendo como principal objetivo uma determinação mais precisa da fração de estrelas Be em YOCs, utilizamos uma abordagem multi-técnica, não somente para classificar as estrelas, mas também para estudar a concordância entre os procedimentos, a fim de desenvolver uma metodologia aplicável sistematicamente a outros objetos em futuros projetos.

Podemos considerar nosso trabalho uma evolução natural à publicação realizada por Navarete et al. (2024) sobre o YOC NGC 330. Nosso atual objeto de estudo é NGC 1850, um YOC duplo na LMC. A idade de seu objeto principal, NGC 1850 a, é estimada em ~ 100 Myr, enquanto seu companheiro, NGC 1850 b, muito mais jovem, possui apenas ~ 5 Myr (Sollima et al., 2022).

Além dos dados fotométricos do telescópio SOAR (*Southern Astrophysical Research Telescope*), foram analisadas curvas de luz do levantamento OGLE (*Optical Gravitational Lensing Experiment*) e espectros obtidos com o MUSE (*Multi-Unit Spectroscopic Explorer*). Os detalhes de cada conjunto de dados são explicados nas Seções 2.1 e 2.2, 2.4 e 2.3, respectivamente.

2.1 Fotometria do SOAR

As observações foram realizadas no telescópio de 4-m SOAR (Chile), em janeiro de 2019, utilizando o módulo de óptica adaptativa (SAMI, do inglês, *SOAR Adaptive Module Imager*; Tokovinin et al. 2016) nos filtros BVRI+H α .

O SAMI corrige os efeitos da turbulência atmosférica utilizando a propagação de um laser UV no céu. A luz do laser é espalhada por partículas na atmosfera e captada por um espelho deformável, que, por meio de atuadores de óptica adaptativa, ajusta sua forma

para corrigir as distorções e focalizar o sinal recebido, diminuindo a função de espalhamento pontual (PSF, do inglês *point spread function*). Essa correção é aplicada a um campo de 3×3 arcmin, reduzindo drasticamente a degradação da imagem causada pelo *seeing* atmosférico e atingindo uma resolução angular de até $0,33''$.

O tratamento desses dados é descrito na Seção 2.2, porém mais informações sobre os procedimentos observacionais e de redução podem ser encontradas em Navarete et al. (2024).

2.2 Processamento dos dados fotométricos

O processamento dos dados do telescópio SOAR se divide em duas principais etapas: a extração da fotometria PSF e a calibração fotométrica, ambas descritas nas Seções 2.2.1 e 2.2.2, respectivamente.

2.2.1 Processo de extração da fotometria PSF

A fotometria PSF modela o espalhamento do sinal de fontes pontuais adotando a distribuição bidimensional de luz de uma estrela como uma função representativa da resposta instrumental e atmosférica. Nesse trabalho, a PSF é extraída do próprio campo observado, utilizando objetos isolados e não saturados para determinar o espalhamento médio da detecção dessas fontes (veja mais informações em Diolaiti et al. 2000).

Utilizando picos de sinal adequados e a contribuição do fundo de céu, um modelo de PSF é calculado para o campo; em seguida, cada uma das estrelas identificadas é ajustada por métodos de minimização, como o ajuste não-linear por mínimos quadrados, permitindo a deconvolução de fontes sobrepostas e a estimativa robusta dos fluxos individuais.

2.2.2 Calibração fotométrica

A calibração fotométrica consiste na conversão de fluxo observado (medido em unidades arbitrárias) para magnitudes calibradas em um sistema fotométrico padrão, no nosso caso, o sistema de Johnson-Kron-Cousins. O processo de calibração pode ser dividido em duas etapas, explicadas a seguir. A primeira consiste na calibração externa, onde objetos de um catálogo externo, selecionados por meio de uma correspondência cruzada com nossos dados, são comparados com a grade de espectros estelares sintéticos de Coelho (2014)

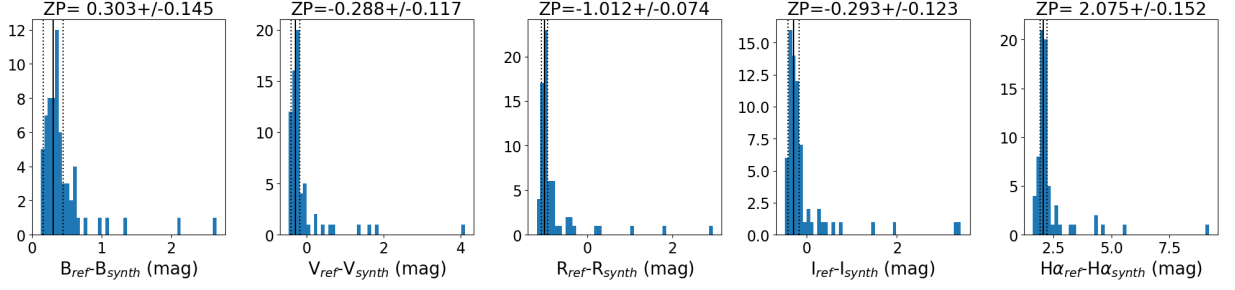


Figura 2.1: ZPs de magnitude instrumental obtidos para cada filtro através da calibração externa dos dados.

para selecionar o modelo que melhor se ajusta a cada ponto. Logo, as diferenças entre cada magnitude resultante e a obtida através de nossas observações são utilizadas na determinação de uma correção de ponto-zero (ZP, do inglês, *zero point*) instrumental nas magnitudes medidas. A Figura 2.1 mostra os resultados da determinação dos ZPs para cada um dos filtros observados para NGC 1850

A calibração interna, por sua vez, é uma espécie de refinamento da primeira etapa, na qual o catálogo calibrado de nossas observações, decorrente da etapa anterior, é utilizado como entrada em vez de um catálogo externo. O procedimento é basicamente o mesmo, comparando agora, porém, nossas observações calibradas à grade de modelos espectrais.

Vale ressaltar que essa técnica de calibração foi adotada pela falta de estrelas padrão em filtros estreitos, como no H α , tornando necessária uma abordagem alternativa à comumente adotada.

2.2.3 Completeza da amostra

O grande diferencial dessas observações é o uso de técnicas de óptica adaptativa, ferramenta que se mostrou fundamental para o estudo de NGC 330, uma vez que permitiu a resolução do centro do aglomerado e uma completeza fotométrica nunca antes reportada para observações no solo, abrangendo inclusive as estrelas do tipo B mais tardias.

Tendo em vista o estudo do conteúdo de estrelas Be, é essencial a determinação do tipo espectral de cada estrela observada. Utilizando o BeAtlas (Rubio et al., 2023), uma grade de modelos fotosféricos que inclui estrelas em sua rotação crítica, Ticiani (2023) calculou a faixa de magnitudes esperadas para objetos de cada subtipo espectral no YOC NGC 330, localizado na SMC. Como uma alternativa temporária de aplicação a NGC 1850, um fator

Tipo espectral	B	V	R	I	Ha
O9	12,6 - 13,3	12,9 - 13,5	13,1 - 13,7	13,5 - 14,0	13,2 - 13,7
B0	13,3 - 13,9	13,5 - 14,1	13,7 - 14,3	14,0 - 14,6	13,7 - 14,4
B1	14,4 - 14,8	14,6 - 15,1	14,9 - 15,4	15,2 - 15,7	15,0 - 15,4
B2	14,8 - 15,3	15,1 - 15,5	15,4 - 15,7	15,7 - 16,0	15,4 - 15,8
B3	15,3 - 15,8	15,5 - 16,0	15,7 - 16,3	16,3 - 16,5	15,8 - 16,3
B4	15,8 - 16,4	16,0 - 16,6	16,3 - 16,9	16,5 - 17,2	16,3 - 16,9
B5	16,4 - 17,2	16,6 - 17,4	16,9 - 17,6	17,2 - 18,1	16,9 - 17,7
B6	17,6 - 18,3	17,8 - 18,4	18,0 - 18,7	18,1 - 18,9	18,1 - 18,7
B7	18,3 - 18,8	18,4 - 18,9	18,7 - 19,1	18,9 - 19,4	18,7 - 19,2
B8	18,8 - 19,2	18,9 - 19,3	19,1 - 19,5	19,4 - 19,7	19,2 - 19,6
B9	19,2 - 19,7	19,3 - 19,7	19,5 - 19,9	19,7 - 20,1	19,6 - 20,0
A0	19,7 - 20,2	19,7 - 20,2	19,9 - 20,4	20,1 - 20,6	20,0 - 20,5

Tabela 2.1 - Faixas de magnitudes esperadas para cada subtipo espectral.

de correção que leva em consideração a diferença na distância das galáxias foi aplicado às magnitudes previamente calculadas. Os valores obtidos são mostrados na Tabela 2.1.

A Figura 2.2 mostra a distribuição de magnitudes para o aglomerado NGC 1850 e os valores esperados de magnitude para os subtipos espectrais B0, B9 e A0. A linha preta vertical indica o limite fotométrico das observações, ou seja, todas as estrelas mais brilhantes do que a magnitude correspondente ao limite foram detectadas. Entretanto, nossa amostra está menos completa do que a obtida para NGC 330 em Navarete et al. (2024) utilizando a mesma estratégia observacional, pois apresenta limites fotométricos mais baixos, o que indica que a detecção de objetos com magnitudes esperadas para estrelas B tardias (B8-B9) não está completa. Além disso, na distribuição para o filtro *I* uma espécie de platô ocorre após o pico demarcado pela linha vertical, uma característica não observada até então. Estamos investigando esse padrão e, caso seja determinado que de fato existe um déficit de estrelas naquela região, teremos de trabalhar para desviesar nossa amostra.

2.2.4 Análise de pertencimento

Por fim, o processamento descrito retornou um total de 3680 alvos. Em seguida, foi aplicada uma remoção de estrelas de *foreground* a partir do *Gaia Data Release 3* (Gaia DR3; Gaia Collaboration 2023). Empregamos os seguintes critérios aos dados para separar

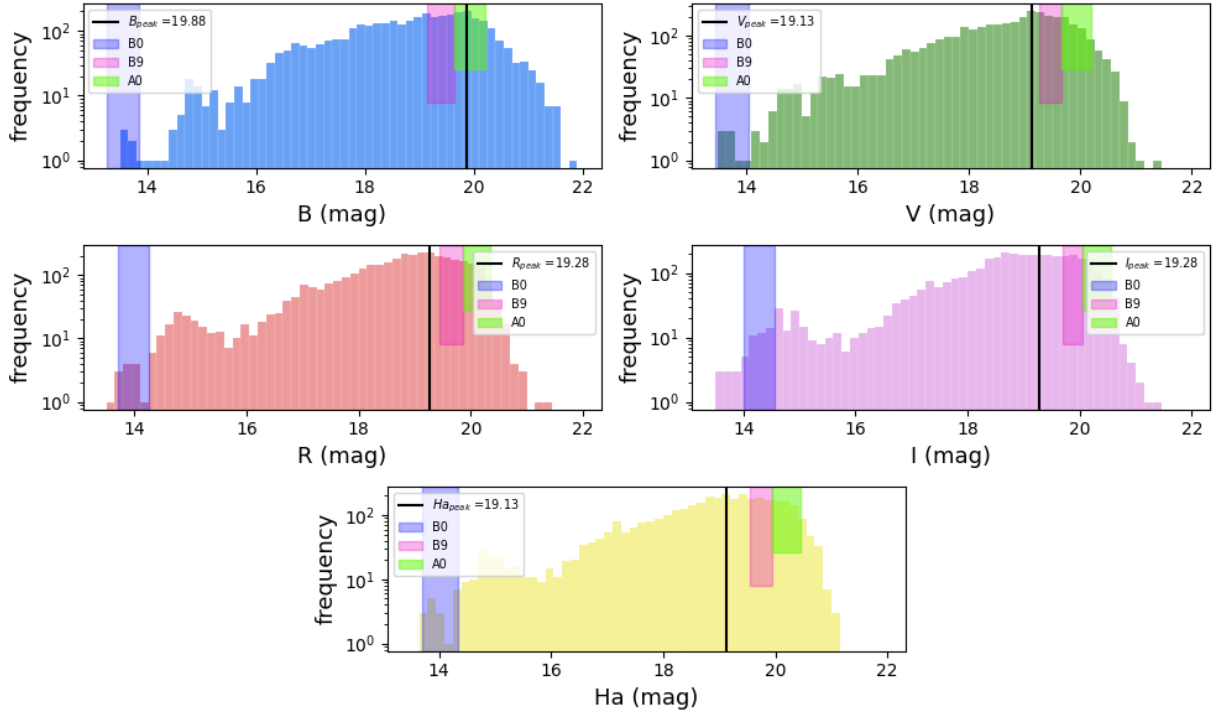


Figura 2.2: Distribuição de magnitudes para os filtros B , V , R , I e $H\alpha$ do aglomerado NGC 1850. As faixas verticais coloridas representam as magnitudes esperadas para os tipos espectrais, B0, B9 e A0. A linha vertical preta se localiza no pico do histograma e representa o limite de completeza fotométrica.

as fontes não pertencentes ao aglomerado:

- Valores de *Renormalized Unit Weight Error* (RUWE) menores ou iguais a 1,4, ou seja, alvos com boas soluções astrométricas;
- Módulo da paralaxe maior que 0,1, valor muito maior que o esperado para a LMC (0.02 mas, para uma distância de ~ 50 kpc, retirada de Pietrzyński et al. 2019);
- Valores nominais de paralaxe maiores ou iguais a $1-\sigma$.

Esses filtros nos retornaram 726 objetos de *foreground*, que foram removidos da nossa amostra, resultando em um total de 2954 prováveis membros de NGC 1850.

2.3 Espectros do MUSE

A fim de aumentar nossa amostra, abordando de maneira mais robusta o problema de variabilidade das estrelas Be, adicionamos à nossa análise os espectros publicados por

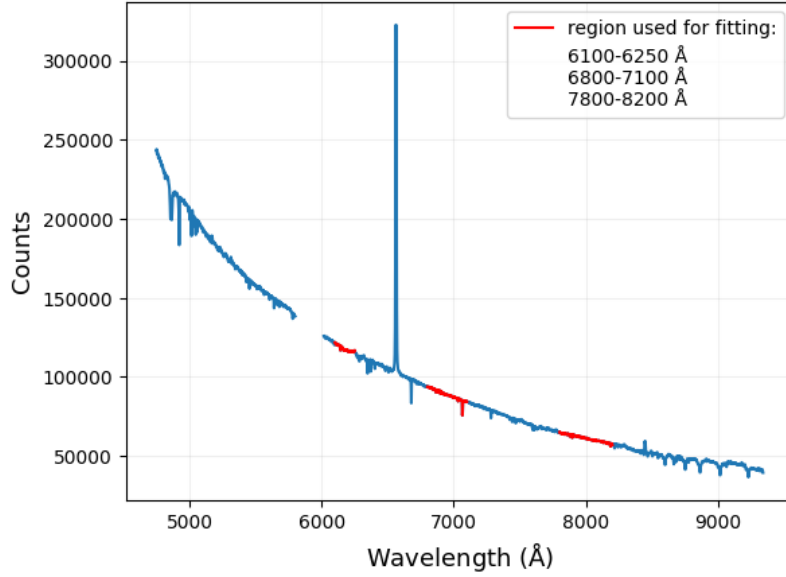


Figura 2.3: Exemplo de espectro do MUSE não normalizado. As regiões em vermelho foram utilizadas para o ajuste do contínuo. Seus valores se encontram na legenda do gráfico.

Kamann et al. (2023) obtidos com o MUSE, um espectrógrafo de campo-integral do *Very Large Telescope* (VLT), localizado no Chile (Bacon et al., 2010). O catálogo provê 3441 espectros na região entre 4750 Å e 9348.75 Å, com resolução baixa a média ($R \sim 1700 - 3500$), obtidos entre março de 2019 e fevereiro de 2021. Além disso, os autores também disponibilizaram a fotometria de NGC 1850 do Telescópio Espacial Hubble (HST, *Hubble Space Telescope*). Porém, por não apresentar filtros próximos ao $H\alpha$, optamos por não adicionar esses dados ao atual trabalho, embora a solução astrométrica desse conjunto tenha sido utilizada para realizar a correspondência cruzada entre os dados do MUSE e do SOAR.

A busca por candidatos a estrelas Be foi feita pelo seguinte procedimento: para cada espectro, aplicamos um ajuste polinomial de grau 3 para estimar o contínuo. Foram escolhidas três regiões para o ajuste, mostradas na Figura 2.3, de modo a evitar linhas de absorção ou emissão. Em seguida, calculamos a largura equivalente (EW, do inglês *Equivalent Width*) da linha de $H\alpha$; consideramos emissoras aquelas que apresentaram EW negativa. A Figura 2.4 mostra dois exemplos de espectros, onde os painéis superiores representam uma estrela com emissão em $H\alpha$, classificada como candidata a Be (CB), e os inferiores apresentam uma estrela com $H\alpha$ em absorção, podendo ser uma estrela do tipo B normal ou uma Be inativa.

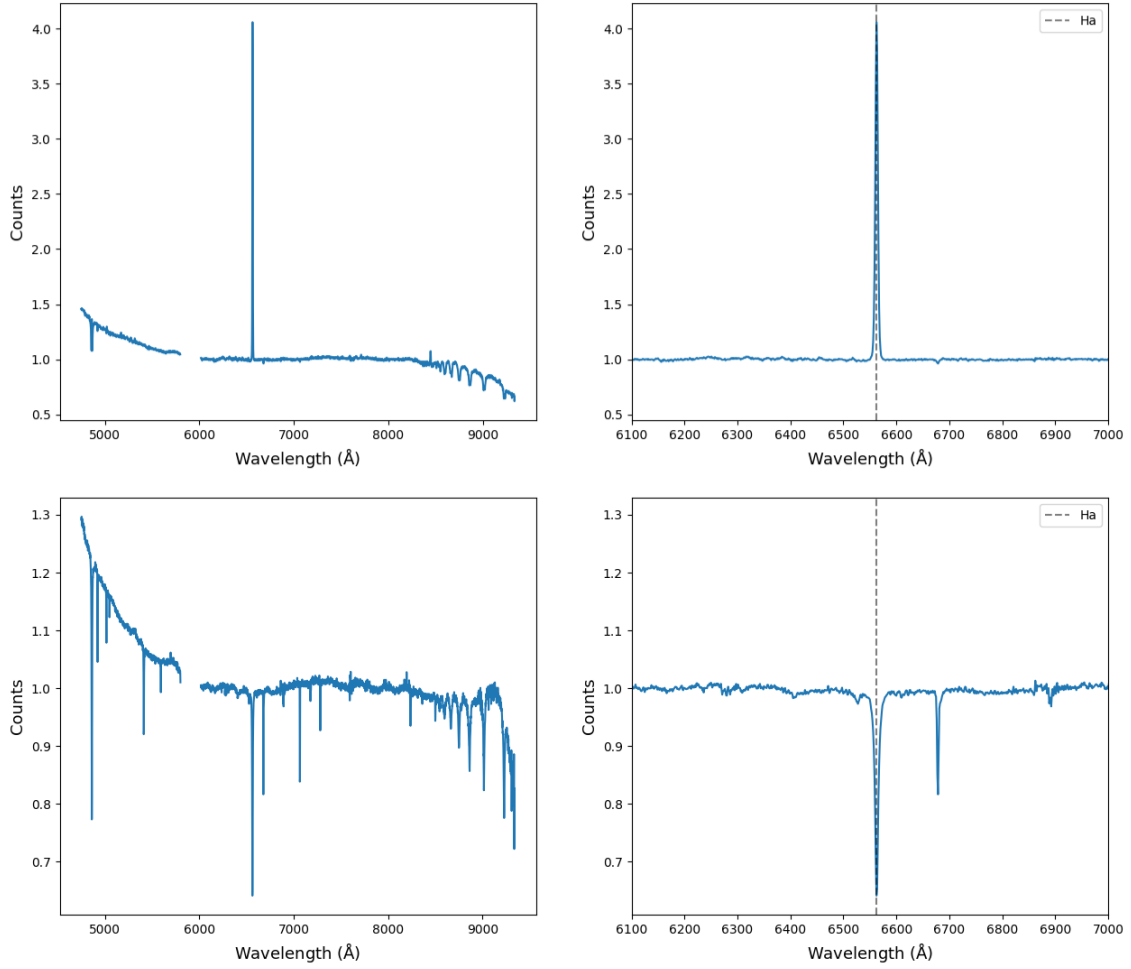


Figura 2.4: Exemplos de espectros do MUSE normalizados pelo contínuo. Os painéis à esquerda mostram o espectro completo, já os à direita, a região da linha de $H\alpha$. As figuras superiores são da estrela de ID 24, com $EW = -18,5 \text{ \AA}$, e as inferiores, ID 22, com $EW = 4 \text{ \AA}$.

2.4 Curvas de luz

O levantamento OGLE (Udalski et al., 1992) faz monitoramentos contínuos do céu há mais de 30 anos, sendo de grande utilidade não somente para buscar por microlentes gravitacionais (seu objetivo inicial), mas também para detectar e estudar objetos variáveis. Baseado no trabalho de Figueiredo (2025), curvas de luz de NGC 1850 estão sendo analisadas em colaboração com a aluna de iniciação científica Vittoria Leme Schiavolim para aplicar a chamada classificação dinâmica, que consiste na utilização de padrões de variabilidade associados a estrelas Be (veja a Figura 2.5 para exemplo) para identificar candidatas.

Os dados utilizados nesse trabalho foram concedidos através de colaboração com a

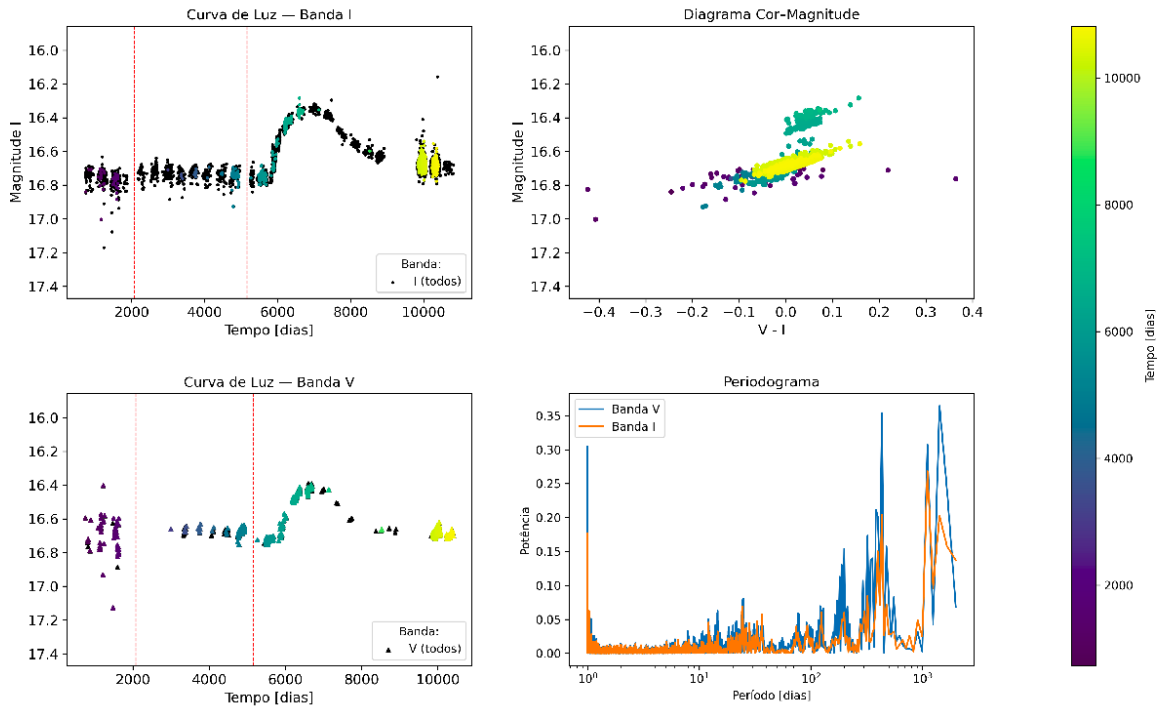


Figura 2.5: Exemplo do esquema utilizado para classificação dinâmica. A imagem mostra uma provável Be. Os painéis à esquerda mostram as curvas de Luz para as bandas I e V. À direita, o painel superior contém o diagrama CM da estrela, enquanto o painel inferior representa o periodograma. A barra de cor representa o tempo da observação em dias.

equipe do OGLE e consistem em observações fotométricas de três das quatro fases do levantamento (OGLE II, III e IV; Udalski et al. 1997, 2008, 2015) nas bandas V e I. Entretanto, a fase III apresentou inconsistências e por isso foi retirada de parte das análises atuais. Não descartamos, porém, uma reanálise desses dados no futuro.

O procedimento adotado busca, inicialmente, CBs no diagrama CM dos aglomerados observados utilizando o intervalo de magnitudes esperado para estrelas do tipo B, calculado de acordo com o que foi descrito na Seção 2.2. Em seguida, inicia-se a classificação manual das candidatas.

O principal aspecto a se examinar é a morfologia da curva de luz. O aumento ou a diminuição de brilho (dependendo da inclinação da estrela) pode indicar o surgimento ou desaparecimento de um disco. No exemplo da Figura 2.5, por volta de 6000 dias há uma diminuição na sua magnitude em ambas as bandas, seguida por uma volta gradual à sua linha de base (i.e., sua magnitude inicial), caracterizando a formação e dissipação de um disco, respectivamente. Perceba que a curva de luz da Figura 2.6 permanece aproximadamente constante, o que significa que não houve perda de massa nessa estrela. Isso não

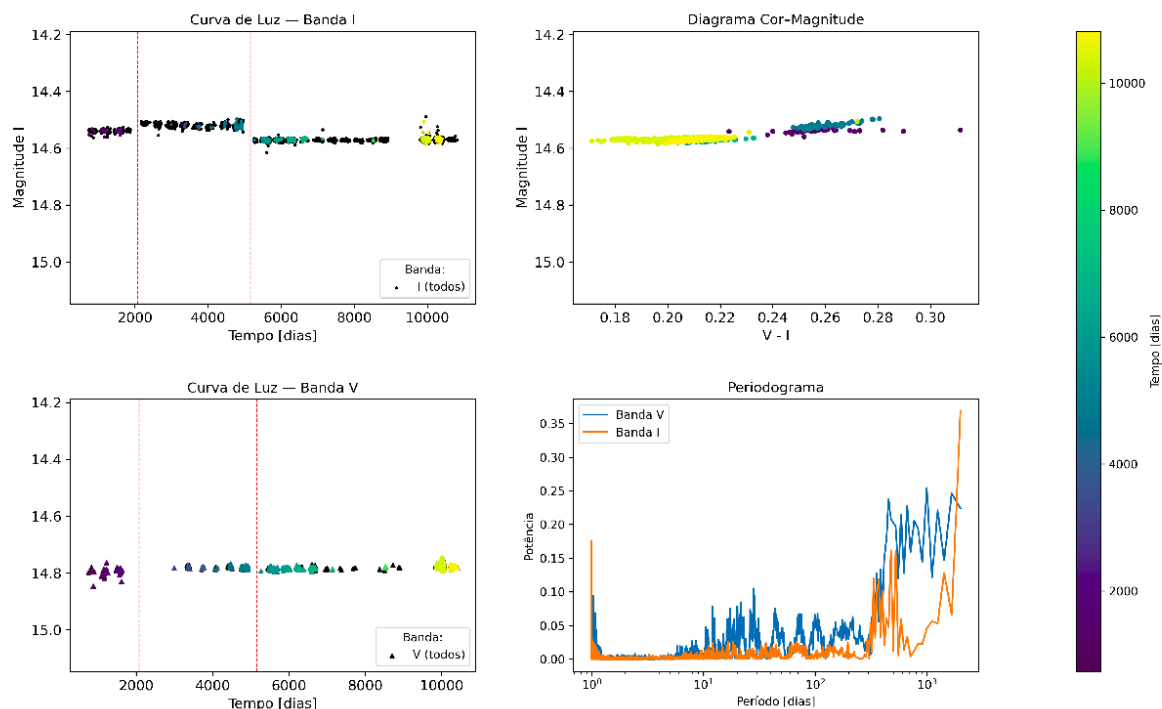


Figura 2.6: O mesmo que a Figura 2.5, porém para uma estrela classificada como não Be.

nos revela necessariamente que ela não seja uma estrela Be, mas abre caminho para duas possibilidades: podemos estar lidando com uma estrela B normal ou com uma estrela Be estável, que não está passando por mudanças no estado do seu disco (formação ou dissipação). De qualquer forma, essa estrela não será classificada como CB, demonstrando novamente o viés associado à variabilidade (e muitas vezes à quiescência) desses objetos.

Ao longo dos anos de observação, a estrela que apresenta atividade exibe variações em seu diagrama cor-magnitude. A sua trajetória ao longo do gráfico é regida pelo seu ângulo de inclinação (veja a Figura 3.2 de Figueiredo 2025) e, portanto, pode servir também como um diagnóstico da orientação pela qual vemos os discos das estrelas Be.

A partir das análises descritas acima, as estrelas foram divididas entre CBs, candidatas a Não-Be (CNBs) e suspeitas a Be. Até a escrita desta monografia, 270 estrelas foram analisadas e encontradas em ambos os catálogos (OGLE e SOAR). Destas, 40 foram classificadas como CBs, 183 como CNBs e 47 como suspeitas a Be—curvas de luz com evidências menos marcantes da atividade de disco.

Resultados

Apresentamos agora os resultados da aplicação dos métodos descritos no capítulo anterior ao aglomerado NGC 1850, iniciando pelos dados do SOAR. Os diagramas CM para NGC 1850 são apresentados na Figura 3.1. Um critério de cor semelhante ao apresentado em Keller et al. (1999) foi aplicado no painel à direita, visando selecionar os emissores em $H\alpha$ presentes no campo.

No primeiro painel, há duas características que merecem atenção: as populações dos dois aglomerados do sistema se distinguem claramente para $V < 16$ mag, onde a sequência principal de NGC 1850 b (muito mais jovem que o a) toma uma forma muito mais alongada, apresentando objetos com magnitude $V < 14$. Além disso, a região do ramo das gigantes vermelhas (RGB, do inglês, *red giant branch*), representada pelo retângulo tracejado ($V > 16,3$ mag, $B - I > 0,63$ mag), possui uma alta densidade de objetos, o que não se espera para uma população tão jovem. Essas fontes são muito provavelmente a contaminação de estrelas de *foreground* que não foram filtradas pelos critérios descritos na Seção 2.2.4 e não fazem parte do aglomerado; portanto, foram retiradas das análises seguintes. Note que o mesmo procedimento, com parâmetros semelhantes, foi adotado por Navarete et al. (2024) para NGC 330.

Utilizando as faixas de magnitudes da Tabela 2.1, calculamos a fração de emissores em $H\alpha$ para os dados do SOAR. A Figura 3.2 mostra essa fração em função da magnitude no painel direito. Essa relação, muito presente na literatura (Bodensteiner et al., 2020; Iqbal e Keller, 2013; Navarete et al., 2024), revela que o fenômeno Be nesses aglomerados passa a ter uma importância muito mais significativa quando a fração atinge seu pico para magnitudes em torno de 16,5, onde os emissores representam cerca de 50% das estrelas da SP. Tal resultado está de acordo com o que foi reportado por Kamann et al. (2023), que

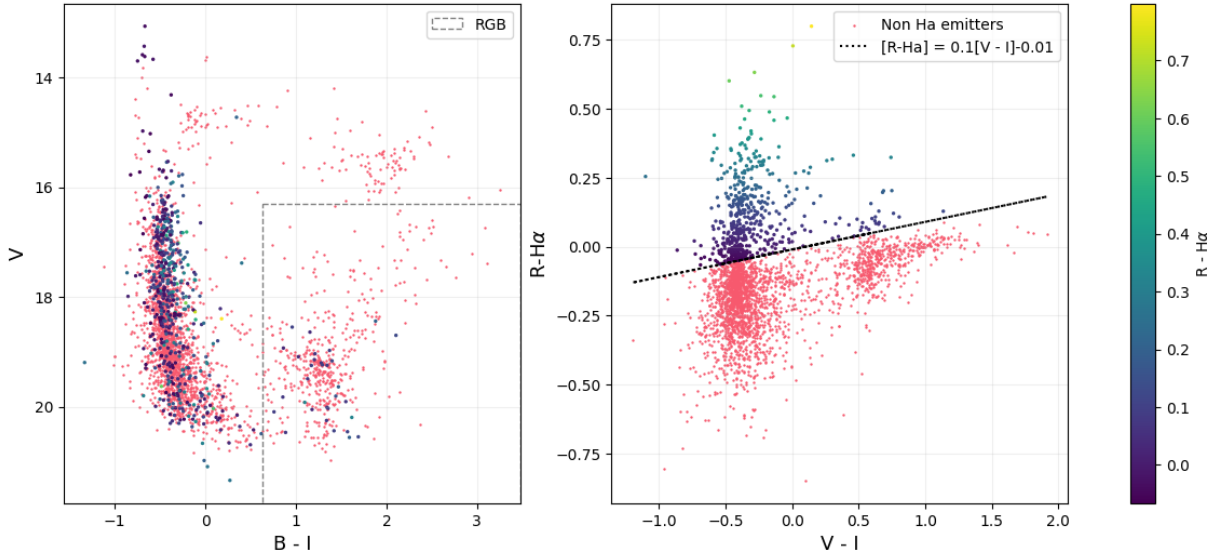


Figura 3.1: Diagramas fotométricos para NGC 1850. A barra de cor indica a intensidade da emissão em $H\alpha$ e é aplicada aos pontos selecionados por meio do critério de cor aplicado com a linha pontilhada no painel à direita. No diagrama à esquerda a região do ramo das gigantes vermelhas é destacada pelo retângulo tracejado.

obteve $Be/(Be+B) \sim 55\%$ para a mesma faixa de magnitudes. Nos extremos do gráfico ($V = 14$ mag e $V = 20$ mag) há um aumento abrupto na fração, contrariando o esperado, visto o resultado obtido por Navarete et al. (2024) ao fazer uma análise semelhante para NGC 330. Perceba que, para a faixa de magnitudes em torno de $V = 14$ mag, o tamanho da amostra cai drasticamente, elevando o erro das nossas medições (a fração encontrada foi $14 \pm 13\%$). Para valores de $V = 20$ mag, o limite de completeza é atingido, tornando nossa amostra incompleta. Portanto, podemos dizer que o aumento da fração nessas regiões é um artefato estatístico.

Como passo final na análise isolada desse conjunto de dados, a fração de estrelas Be foi calculada utilizando emissores dentro da faixa do tipo espectral B com $(B - I) < 0,5$ mag, para descartar objetos evoluídos além da região de RGBs e isolar a SP. Chegamos ao resultado de que $22 \pm 1\%$ das estrelas são Bes. Milone et al. (2018) reportou um valor médio para a fração de emissores de $H\alpha$ de NGC 1850 em torno de 20% utilizando dados fotométricos do HST, com completeza fotométrica semelhante à nossa, demonstrando concordância entre os trabalhos. Quando nos limitamos somente a estrelas com $V \leq 18$ mag, nossa fração aumenta para cerca de $36 \pm 1\%$, sugerindo que estudos com menor profundidade fotométrica tendem a exibir valores maiores para $Be/(Be+B)$, pois excluem os tipos

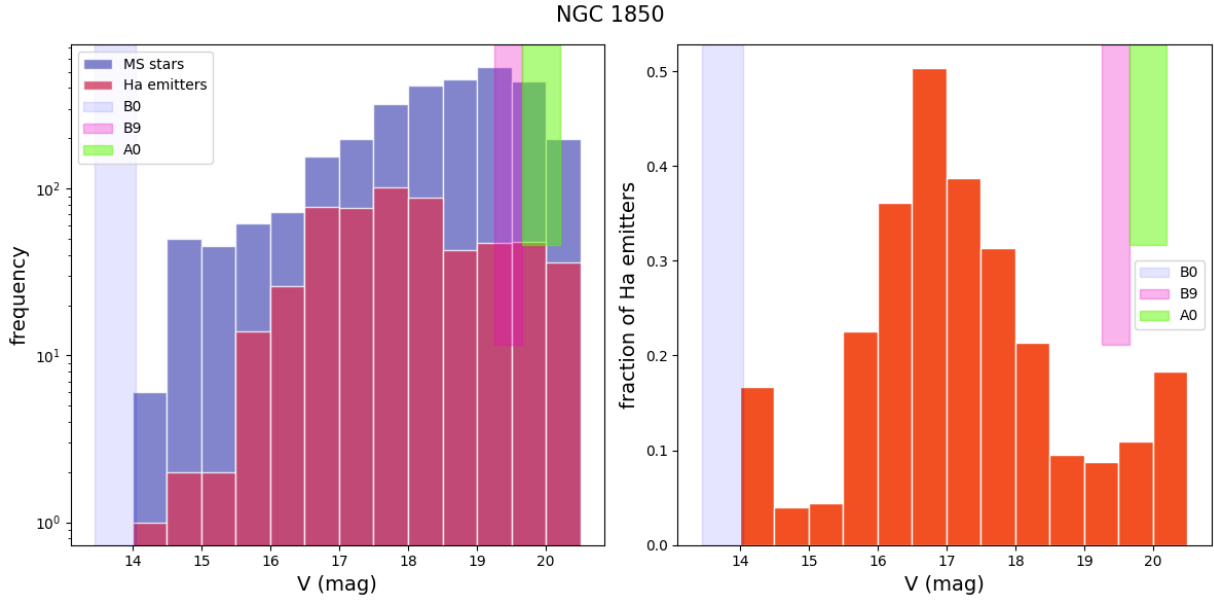


Figura 3.2: Painele à esquerda: histogramas sobrepostos das estrelas normais em azul e das emissoras em H α em rosa. Painele à direita: fração de emissores de H α em função de bins de 0.5 magnitudes.

mais tardios de estrelas B, para os quais a fração de emissores é menor, como mostrado na Figura 3.2.

Para concluir a análise, foi criada uma grande tabela de objetos, juntando as três observações, SOAR, OGLE e MUSE, além da fotometria do HST, que foi utilizada como tabela intermediária para relacionar SOAR e MUSE. A Figura 3.3 mostra a correspondência entre as CBs dos catálogos, em diagramas CM com as magnitudes do SAMI para cada fonte. Perceba que, para ambas as técnicas (OGLE e MUSE), existem estrelas CBs em outras observações abaixo do critério de cor, ilustrando a importância da utilização de observações multi-técnicas e multi-épocas na investigação da população de estrelas Be.

Para fins de comparação, analisamos o número de CBs para as estrelas que aparecem em *apenas* um dos conjuntos e mostramos o resultado como um histograma (Figura 3.4). Pela imagem, concluímos que não há um intervalo específico de magnitudes em que um dos métodos seja preferível aos outros. Todavia, o SOAR se mostrou mais eficiente na detecção de emissores de H α de um modo geral. A explicação para a menor quantidade de CBs únicas nos outros catálogos se deve a alguns fatores: para o OGLE, a análise dos dados ainda está em uma fase inicial, com poucos resultados; para o MUSE, nossa seleção a partir da EW negativa se mostrou muito restritiva, uma vez que alvos com discos tênues

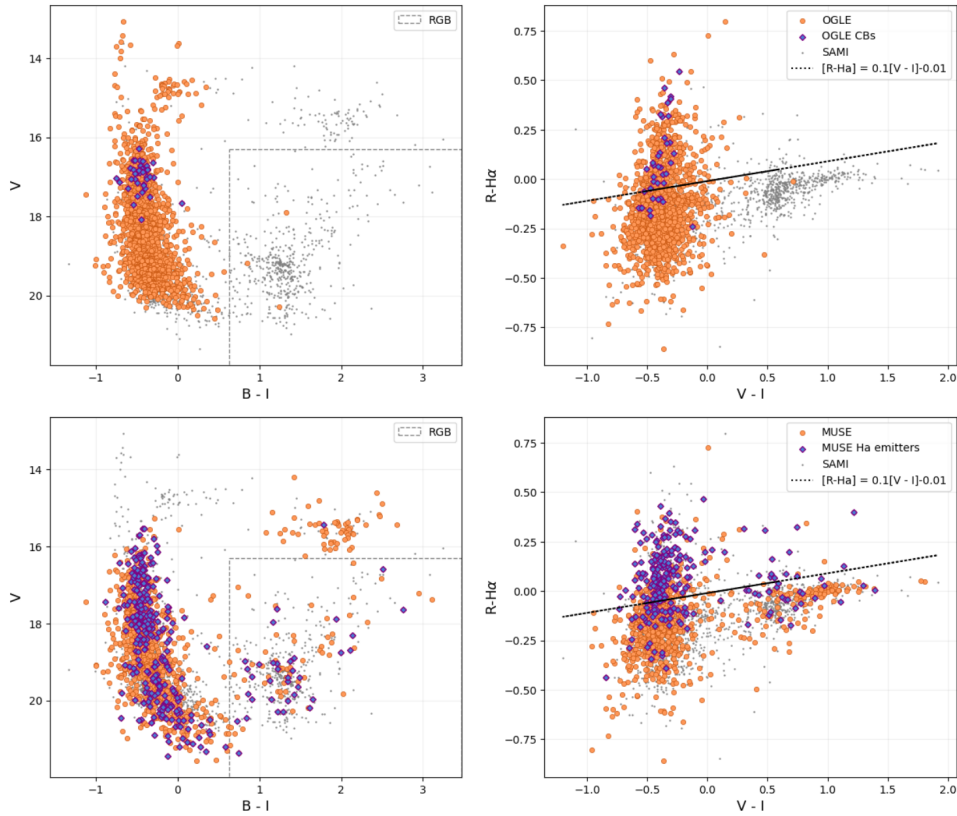


Figura 3.3: Diagramas CM para NGC 1850. Nos painéis superiores, são mostrados os dados do SAMI (SOAR), em cinza, e os dados do OGLE em laranja. Os pontos em roxo são estrelas classificadas como CBs no OGLE. Nos painéis inferiores, o mesmo é mostrado, porém para os dados do MUSE em laranja, com emissores em Ha classificados a partir da EW em roxo.

podem não ter sido selecionados. Para projetos futuros, um critério menos rígido deverá ser avaliado.

Posteriormente, calculamos, também, a fração de estrelas Be para cada conjunto de dados isolado, utilizando os mesmos critérios descritos anteriormente. Os resultados (Tabela 3.1) foram surpreendentemente próximos entre os diferentes tipos de dados, ficando todos em torno de 20%. Contudo, a interpretação deve ser feita com cautela, já que são grupos muito distintos, com tamanhos de amostra, informações físicas e técnicas diferentes. Esforços futuros serão dedicados a este trabalho para fornecer uma análise mais robusta do conjunto como um todo.

Por fim, a fração de estrelas Be foi medida levando em consideração todas as estrelas que foram classificadas como emissoras em pelo menos uma das técnicas (veja na Tabela 3.1). O valor da fração subiu, mas deve ser tomado como um resultado preliminar, pois as curvas de luz do OGLE ainda estão sendo analisadas, ou seja, o número de estrelas Be

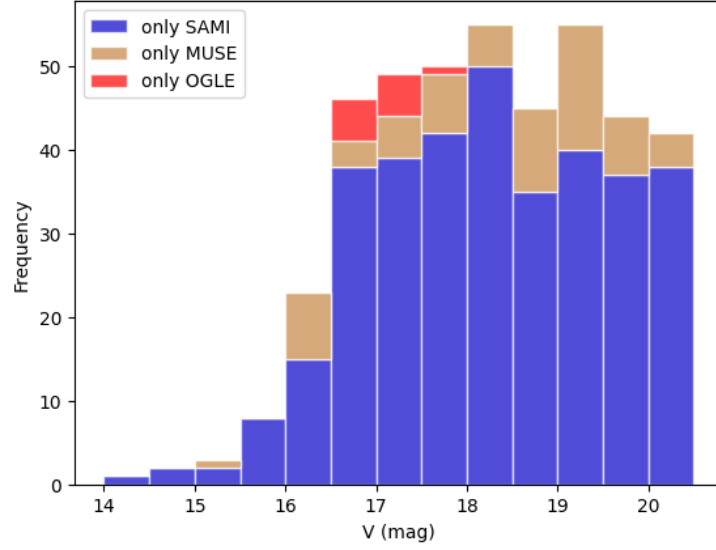


Figura 3.4: Histogramas do número de estrelas por intervalos de magnitude, mostrados de forma empilhada (em vez de sobreposta) para melhor distinção entre os subconjuntos. Em azul, temos estrelas com emissão somente no conjunto de dados do SAMI, em marrom, do MUSE, e em vermelho, do OGLE.

	SOAR	MUSE	OGLE	Total
emissores de $H\alpha$ (SP)	423	170	40	475
não emissores (SP)	1467	582	183	1415
Be/(Be+B)	$0,22 \pm 0,01$	$0,22 \pm 0,01$	$0,17 \pm 0,02$	$0,25 \pm 0,01$

Tabela 3.1 - Número de emissores e não emissores de $H\alpha$ na SP e frações de estrelas Be para cada um dos catálogos

dinamicamente classificadas ainda pode, e muito provavelmente irá, aumentar.

Vale ressaltar que a diferença nas classificações entre as técnicas reflete também as sensibilidades associadas a cada abordagem. Se, por um lado, o critério de cor falha em classificar estrelas Be com discos muito fracos ou inexistentes no momento da observação, favorecendo as detecções pelas curvas de luz; por outro lado, estrelas em ângulos intermediários não apresentarão grandes mudanças em sua magnitude em V ou I (Figueiredo, 2025); portanto, para esse subconjunto de estrelas, a medição do $H\alpha$ se mostra mais adequada. Há, então, um balanço entre as diferentes contribuições de cada técnica que deve ser levado em consideração ao interpretar as mudanças na fração de estrelas Be medidas pela metodologia sugerida no presente trabalho.

3.1 Discussão

De maneira semelhante ao obtido nesse projeto, a fração de Be encontrada por Navarete et al. (2024) apresentou um comportamento interessante: enquanto concorda bem com a literatura em faixas de magnitude limitadas (32% para $V < 18$ mag), quando se consideram todos os subtipos espectrais B o valor cai drasticamente em relação ao que já foi reportado, chegando a aproximadamente 14%. Essa tendência também é observada para NGC 1850. Quando limitamos nossa amostra do SOAR a $V < 18$ mag, o valor de $\text{Be}/(\text{Be}+\text{B})$ desse conjunto de dados sobe para $\sim 36\%$. Esses resultados destacam a importância de uma amostra que abranja todo o tipo espectral B de forma completa, abrindo o questionamento sobre como a limitação instrumental tem enviesado nossa percepção da incidência de estrelas Be.

Outro ponto a ser discutido traz à tona a relação entre o fenômeno Be e a metalicidade. Estudos apontam que a fração de estrelas Be cresce de maneira inversamente proporcional à metalicidade (Martayan et al., 2006, 2007; Maeder et al., 1999); portanto, seria esperado que NGC 1850 apresentasse uma fração de estrelas Be menor que NGC 330, tendo em vista sua galáxia hospedeira. A Figura 3.5 mostra o valor da fração de estrelas Be em função da metalicidade para as Nuvens de Magalhães, o disco da Galáxia, NGC 330 e NGC 1850.

É evidente que nossos resultados não seguem a tendência comumente reportada. Todavia, essa comparação entre os aglomerados deve levar em consideração a diferença de idade entre eles. NGC 330 tem entre 35 e 40 Myr (Bodensteiner et al., 2020), enquanto o principal aglomerado de NGC 1850 tem em torno de 100 Myr (Sollima et al., 2022). Logo, retomando os possíveis cenários de formação para as estrelas Be (Capítulo 1), espera-se que NGC 330 apresente uma menor quantidade de estrelas Be, pois os mecanismos de formação pela aceleração evolucionária e binaridade não tiveram tempo suficiente para agir sobre essa população.

Por outro lado, a correspondência entre os resultados de NGC 1850 e o valor reportado por Maeder et al. (1999) para a LMC é interpretada como fortuita, já que os trabalhos apresentam metodologias e completezas fotométricas distintas.

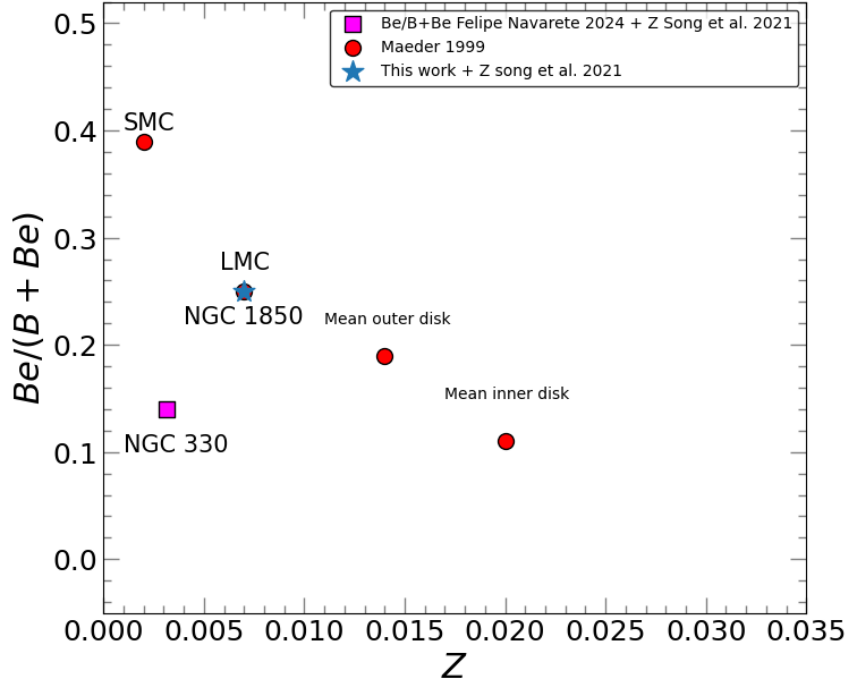


Figura 3.5: Fração de estrelas Be em função da metalicidade. Os círculos vermelhos são os valores médios retirados de Maeder et al. (1999) para as Nuvens de Magalhães e o disco da Galáxia. A estrela azul e o quadrado rosa indicam nossos resultados e os de Navarete et al. (2024), respectivamente. Os valores de metalicidade para NGC 1850 e NGC 330 foram retirados de Song et al. (2021)

3.1.1 O problema da fração real de estrelas Be

Os esforços realizados para determinar a real fração de estrelas Be de YOCs são dificultados principalmente por duas limitações, descritas a seguir.

- **A limitação da completeza fotométrica**

Como citado acima, observações com completezas fotométricas menores excluem de sua análise tipos mais tardios de estrelas B e, portanto, reportam uma fração de estrelas Be mais alta, já que, para esses tipos espectrais, a incidência observada do fenômeno Be tende a diminuir (Navarete et al., 2024; Kamann et al., 2023; Milone et al., 2018). Esse viés explica por que os dados de Maeder et al. (1999) apresentam valores mais altos, muito provavelmente superestimados.

- **A variabilidade e a atividade das estrelas Be**

Figueiredo (2025) calculou pela primeira vez o chamado ciclo de trabalho do disco (i.e., a fração de tempo em que uma estrela passa com um disco circunstelar) para 1751 estrelas

Be nas Nuvens de Magalhães e descobriu tendências de acordo com sua metalicidade. A média do tempo em que as estrelas Be permanecem ativas na LMC é cerca de 200 dias menor do que na SMC. Isso quer dizer que, caso tivéssemos dois aglomerados idênticos, porém cada um em uma das Nuvens, uma observação pontual nos mostraria uma fração de estrelas Be mais alta para a população na SMC, mesmo que, na realidade, esse número seja o mesmo. Isso sugere que a tendência na relação entre a incidência de estrelas Be e a metalicidade pode ser apenas um viés e que nosso conhecimento atual desse fenômeno seja mais limitado do que imaginamos.

Além disso, a variabilidade das estrelas Be implica que, ao analisarmos observações de uma única época, estamos lidando com um cenário passageiro, que logo será modificado pela formação e dissipação dos discos dessas estrelas.

Em nosso trabalho, enquanto o SOAR e o MUSE são afetados pela variabilidade, o OGLE representa o problema da completeza. Portanto, nosso resultado final retrata um balanço entre os vieses apresentados acima. Perceba que eles apresentam uma tendência oposta entre si, elevando ou reduzindo a fração $\text{Be}/(\text{Be}+\text{B})$ encontrada. Dessa forma, para estimar o impacto de cada um deles em nossos dados, aplicaremos futuramente a metodologia proposta para uma série de outros YOCs nas Nuvens de Magalhães, a fim de aprofundar as questões aqui apresentadas.

Conclusões

Este trabalho reporta as fases iniciais do estudo de aglomerados estelares jovens nas Nuvens de Magalhães, com o objetivo de caracterizar a população de estrelas Be em ambientes de diferentes metalicidades e idades. Apresentamos a análise de três conjuntos de dados para NGC 1850: fotometria, com o SOAR; espectroscopia, com o MUSE; e curvas de luz, com o OGLE.

Aplicando um critério de seleção de estrelas emissoras em $H\alpha$ ao conjunto fotométrico, identificamos 423 candidatos a estrelas Be com o SOAR sobre uma amostra de mais de 3000 estrelas. A fração de emissores se mostrou uma grandeza dependente da magnitude observada, atingindo 50% em seu pico em torno $V = 16,5$ mag, enquanto a fração $\text{Be}/(\text{Be}+\text{B})$ para toda a faixa de magnitudes, incluindo todas as estrelas do tipo B, apresentou um valor de $22 \pm 1\%$. Nossos resultados mostram-se consistentes com alguns estudos recentes, como Kamann et al. (2023) e Bastian et al. (2017).

Para obter informações sobre a variação temporal das estrelas, a classificação dinâmica das curvas de luz está sendo realizada, já apresentando 40 CBs catalogadas. Em adição aos dados do SOAR, as fontes detectadas pela espectroscopia do MUSE foram analisadas através de sua EW em $H\alpha$, retornando um total de 170 emissores na região da SP. Analisando as frações de Bes em cada um dos conjuntos, pôde-se concluir que as três técnicas são aparentemente consistentes entre si, embora um estudo mais aprofundado sobre suas relações seja indispensável.

Por fim, a fração $\text{Be}/(\text{Be}+\text{B})$ oriunda da união dos três conjuntos atingiu 0,25, indicando um balanço complexo entre as contribuições de cada técnica e evidenciando a necessidade de abordar a demografia de estrelas Be sob diferentes frentes, de modo que os problemas e vieses carregados por cada metodologia sejam minimizados.

Ao expandir a discussão, comparamos a fração obtida para NGC 1850 com a apresentada por Navarete et al. (2024) para NGC 330, constatando que a relação conhecida entre metalicidade e a fração de estrelas Be não está sendo obedecida por nossos dados. Essa divergência pode ter origem na diferença de idade entre os aglomerados, pois NGC 330, por ser mais jovem, limita o tempo de ação que os mecanismos de formação de estrelas Be tiveram para agir em sua população estelar.

É evidente, portanto, a necessidade de estudos sistemáticos de YOCs em diferentes ambientes e estágios evolutivos, aplicando a cada um deles a metodologia mostrada neste trabalho, com técnicas variadas e observações multi-época, a fim de superar ao máximo os vieses observacionais que acompanham o estudo das estrelas Be desde a sua descoberta. Esse esforço técnico e observacional será realizado durante o projeto de pós-graduação.

Referências Bibliográficas

- Bacon R., Accardo M., Adjali L., Anwand H., Bauer S., et al., The MUSE second-generation VLT instrument. In Ground-based and Airborne Instrumentation for Astronomy III , vol. 7735 of Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, 2010, p. 773508
- Bastian N., Cabrera-Ziri I., Niederhofer F., de Mink S. E., Georgy C., Baade D., Correnti M., Usher C., Romaniello M., A high fraction of Be stars in young massive clusters: evidence for a large population of near-critically rotating stars, MNRAS, 2017, vol. 465, p. 4795
- Bica E., Maia F. F. S., Oliveira R. A. P., Dias B., Santos J. F. C., Rocha J. P., Kerber L., Gardin J. F., Armond T., Parisi M. C., Souza S. O., Barbuy B., The VISCACHA survey - V. Rejuvenating three faint SMC clusters, MNRAS, 2022, vol. 517, p. L41
- Bodenheimer P., Rapidly Rotating Stars. VII. Effects of Angular Momentum on Upper-Main Models, ApJ, 1971, vol. 167, p. 153
- Bodensteiner J., Sana H., Mahy L., Patrick L. R., de Koter A., de Mink S. E., Evans C. J., Götzberg Y., Langer N., Lennon D. J., Schneider F. R. N., Tramper F., The young massive SMC cluster NGC 330 seen by MUSE. I. Observations and stellar content, A&A, 2020, vol. 634, p. A51
- Chiosi E., Vallenari A., Held E. V., Rizzi L., Moretti A., Age distribution of young clusters and field stars in the Small Magellanic Cloud, A&A, 2006, vol. 452, p. 179
- Coelho P. R. T., A new library of theoretical stellar spectra with scaled-solar and α -enhanced mixtures, MNRAS, 2014, vol. 440, p. 1027

- Diolaiti E., Bendinelli O., Bonaccini D., Close L., Currie D., Parmeggiani G., Analysis of isoplanatic high resolution stellar fields by the StarFinder code, *A&AS*, 2000, vol. 147, p. 335
- Ekström S., Meynet G., Maeder A., Barblan F., Evolution towards the critical limit and the origin of Be stars, *A&A*, 2008, vol. 478, p. 467
- Figueiredo A., Estudo populacional de estrelas Be: uma análise abrangente de milhares de curvas de luz das Nuvens de Magalhães, Universidade de São Paulo, 2025, Tese de Doutorado
- Gaia Collaboration Gaia Data Release 2. Observational Hertzsprung-Russell diagrams, *A&A*, 2018, vol. 616, p. A10
- Gaia Collaboration Gaia Data Release 3. Summary of the content and survey properties, *A&A*, 2023, vol. 674, p. A1
- Iqbal S., Keller S. C., A study of Be stars in the Magellanic Clouds, *MNRAS*, 2013, vol. 435, p. 3103
- Kamann S., Saracino S., Bastian N., Gossage S., Usher C., Baade D., Cabrera-Ziri I., de Mink S. E., Ekstrom S., Georgy C., Hilker M., Larsen S. S., Mackey D., Niederhofer F., Platais I., Yong D., The effects of stellar rotation along the main sequence of the 100-Myr-old massive cluster NGC 1850, *MNRAS*, 2023, vol. 518, p. 1505
- Keller S. C., Wood P. R., Bessell M. S., Be stars in and around young clusters in the Magellanic Clouds, *A&AS*, 1999, vol. 134, p. 489
- Krumholz M. R., McKee C. F., Bland-Hawthorn J., Star Clusters Across Cosmic Time, *ARA&A*, 2019, vol. 57, p. 227
- Maeder A., Grebel E. K., Mermilliod J.-C., Differences in the fractions of Be stars in galaxies, *A&A*, 1999, vol. 346, p. 459
- Martayan C., Frémat Y., Hubert A. M., Floquet M., Zorec J., Neiner C., Effects of metallicity, star-formation conditions, and evolution in B and Be stars. I. Large Magellanic Cloud, field of NGC 2004, *A&A*, 2006, vol. 452, p. 273

- Martayan C., Frémat Y., Hubert A. M., Floquet M., Zorec J., Neiner C., Effects of metallicity, star-formation conditions, and evolution in B and Be stars. II. Small Magellanic Cloud, field of NGC 330, *A&A*, 2007, vol. 462, p. 683
- Milone A. P., Marino A. F., Di Criscienzo M., D'Antona F., Bedin L. R., Da Costa G., Piotto G., Tailo M., Dotter A., Angeloni R., Anderson J., Jerjen H., Li C., Dupree A., Granata V., Lagioia E. P., Mackey A. D., Nardiello D., Vesperini E., Multiple stellar populations in Magellanic Cloud clusters - VI. A survey of multiple sequences and Be stars in young clusters, *MNRAS*, 2018, vol. 477, p. 2640
- Navarete F., Ticiani dos Santos P., Carciofi A. C., Figueiredo A. L., On the Origin of Fast-rotating Stars. I. Photometric Calibration and Results of AO-assisted BVRI+H α Imaging of NGC 330 with SAMI/SOAR, *ApJ*, 2024, vol. 970, p. 113
- Pietrzyński G., Graczyk D., Gallenne A., Gieren W., Thompson I. B., Pilecki B., Karczmarek P., Górski M., Suchomska K., Taormina M., Zgirski B., Wielgórski P., Kołaczowski Z., Konorski P., Villanova S., Nardetto N., Kervella P., Bresolin F., Kudritzki R. P., Storm J., Smolec R., Narloch W., A distance to the Large Magellanic Cloud that is precise to one per cent, *Nature*, 2019, vol. 567, p. 200
- Pols O. R., Cote J., Waters L. B. F. M., Heise J., The formation of Be stars through close binary evolution., *A&A*, 1991, vol. 241, p. 419
- Rafelski M., Zaritsky D., The Star Clusters of the Small Magellanic Cloud: Age Distribution, *AJ*, 2005, vol. 129, p. 2701
- Rivinius T., Carciofi A. C., Martayan C., Classical Be stars. Rapidly rotating B stars with viscous Keplerian decretion disks, *A&A Rev.*, 2013, vol. 21, p. 69
- Rubio A. C., Carciofi A. C., Ticiani P., Mota B. C., Vieira R. G., Faes D. M., Genaro M., de Amorim T. H., Klement R., Araya I., Arcos C., Curé M., Domiciano de Souza A., Georgy C., Jones C. E., Suffak M. W., Silva A. C. F., Bayesian sampling with BeAtlas, a grid of synthetic Be star spectra I. Recovering the fundamental parameters of α Eri and β CMi, *MNRAS*, 2023, vol. 526, p. 3007
- Russell H. N., Relations Between the Spectra and Other Characteristics of the Stars, *Popular Astronomy*, 1914, vol. 22, p. 275

- Sollima A., D'Orazi V., Gratton R., Carini R., Carretta E., Bragaglia A., Lucatello S., MUSE spectroscopic observations of the young massive cluster NGC 1850, *A&A*, 2022, vol. 661, p. A69
- Song Y.-Y., Mateo M., Bailey J. I., Walker M. G., Roederer I. U., Olszewski E. W., Reiter M., Kremin A., Dynamical masses and mass-to-light ratios of resolved massive star clusters - II. Results for 26 star clusters in the Magellanic Clouds, *MNRAS*, 2021, vol. 504, p. 4160
- Ticiani P., Searching for Be stars using multi-band photometry: Case study of NGC 330 using SOAR and S-PLUS data, Universidade de São Paulo, 2023, Dissertação de Mestrado
- Tokovinin A., Cantarutti R., Tighe R., Schurter P., Martinez M., Thomas S., van der Bliet N., SOAR Adaptive Module (SAM): Seeing Improvement with a UV Laser, *PASP*, 2016, vol. 128, p. 125003
- Udalski A., Kubiak M., Szymanski M., Optical Gravitational Lensing Experiment. OGLE-2 – the Second Phase of the OGLE Project, *Acta Astron.*, 1997, vol. 47, p. 319
- Udalski A., Soszynski I., Szymanski M. K., Kubiak M., Pietrzynski G., Wyrzykowski L., Szewczyk O., Ulaczyk K., Poleski R., The Optical Gravitational Lensing Experiment. OGLE-III Photometric Maps of the Large Magellanic Cloud, *Acta Astron.*, 2008, vol. 58, p. 89
- Udalski A., Szymanski M., Kaluzny J., Kubiak M., Mateo M., The Optical Gravitational Lensing Experiment, *Acta Astron.*, 1992, vol. 42, p. 253
- Udalski A., Szymański M. K., Szymański G., OGLE-IV: Fourth Phase of the Optical Gravitational Lensing Experiment, *Acta Astron.*, 2015, vol. 65, p. 1