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

Diogo da Mata Grizzo

Determinação da idade dinâmica da população de estrelas na região de Cão Maior utilizando traceback

São Paulo
2025

Diogo da Mata Grizzo

Determinação da idade dinâmica da população de estrelas na região de Cão Maior utilizando traceback

Trabalho de graduação apresentado ao Departamento de Astronomia do 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. Phillip Andreas Brenner Galli

São Paulo

2025

Dedico esse trabalho ao meu eu do passado, que sonhava em se tornar um cientista, pesquisador e trabalhar estudando o Universo e as leis que o regem. Este é o trabalho que irá concluir toda essa primeira etapa para a realização desse sonho, que antigamente parecia tão distante e hoje já se tornou realidade.

Agradecimentos

À minha família, por todo o incentivo, educação e por sempre fornecerem todas as bases necessárias para eu chegar e conquistar tudo que tenho hoje;

Aos meus amigos que sempre estiveram comigo nos momentos bons e ruins, por me ajudarem a levar a vida de maneira mais tranquila;

Ao meu orientador, por toda a atenção, paciência e suporte prestados ao longo desse ano. E também por me acolher e confiar para o desenvolvimento desse projeto;

Ao Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da Universidade de São Paulo, por toda a estrutura e apoio fornecidos durante toda a minha trajetória na graduação.

Esta tese/dissertação foi escrita em LaTeX com a classe IAGTESE, para teses e dissertações do IAG.

Resumo

Determinamos a idade dinâmica da região de formação estelar de Cão Maior (CMa) por meio de uma implementação robusta do método de *traceback*. A amostra contém membros com astrometria do *Gaia* DR3 e velocidades radiais (RVs) de alta precisão. Integramos as órbitas até -20 milhões de anos sob três potenciais galácticos distintos. Foram testadas diferentes métricas de dispersão espacial para analisar o tamanho da população estudada, nos diferentes instantes de tempo da integração para o passado, até obtermos o instante de tempo em que a dispersão era mínima. Obtemos um mínimo robusto em $\sim 2{,}5$ milhões de anos (no passado), que não depende da escolha do modelo de potencial da Galáxia. Implementamos um método de *bootstrap* com 1000 repetições para investigar a incerteza na estimativa da idade dinâmica do aglomerado. Por fim, obtemos um resultado final de $\tau_{\rm dyn} = 2.458 \pm 0.232$ Myr e constatamos que o método se provou, mais uma vez, robusto para a datação de idades de aglomerados estelares, uma vez que esse resultado é compátivel com o obtido pelo método das isócronas, e no nosso caso, independe de modelos evolutivos.

Abstract

We determined the dynamical age of the *Canis Major* (CMa) star-forming region using a robust implementation of the *traceback* method. The sample comprises members with *Gaia* DR3 astrometry and high-precision radial velocities (RVs). We integrated the orbits back to −20 million years under three distinct Galactic potentials. Different spatial-dispersion metrics were tested to assess the size of the population at successive look-back times, until identifying the epoch at which the dispersion reaches a minimum. We find a robust minimum of $\sim$ 2,5 Myr in the past that does not depend on the choice of Galactic potential model. We also implemented a bootstrap procedure with 1000 resamplings to quantify the uncertainty in the dynamical age estimate of the cluster. Finally, we obtain a best-estimate age of $\tau_{\rm dyn} = 2.458 \pm 0.232$ Myr and confirm that the method once again proves robust for dating stellar aggregates, since this result is consistent with the isochrone-based age and, in our case, is independent of evolutionary models.

Lista de Figuras

1.1 Exemplo de ajuste isocronal em diagrama cor[Pleaseinsertintopreamble]magnitude para uma associação jovem, ilustrando a dependência do resultado com o conjunto de modelos (e.g. PARSEC, MIST, BHAC15). Figura retirada de Bressan et al. (2012) 20

1.2 Painéis comparando idades LDB e isócronas/diagramas com a borda de depleção em diferentes aglomerados/associações. Útil para mostrar o princípio da LDB como relógio de idade para populações jovens. Retirado de Galindo-Guil et al. (2022). 21

1.3 projeções XY, XZ e YZ das órbitas integradas no tempo para Octans (escala de cores em Myr). Os pontos em azul representam as estrelas no presente, já os pontos em vermelho representam as suas posições no passado. Retirado de Galli et al. (2024). 22

2.1 Exemplo de projeções XY, XZ e YZ para MWPotential2014, com marcadores: preto (t=0), vermelho (t=$\tau_{\rm dyn}$), azul (t=−20 Myr). 29

3.1 Métricas espaciais no tempo. Painel superior esquerdo: volume efetivo $V_{\rm eff}(t)$ para `MWPotential2014`; superior direito: $\sigma_{\rm total}(t)$; inferior esquerdo: dispersões individuais $\{\sigma_X, \sigma_Y, \sigma_Z\}$; inferior direito: comparação entre todas as métricas de disperção utilizadas. 32

3.2 Distribuição *bootstrap* (N=1000) da idade dinâmica para MWPotential2014. 33

Lista de Tabelas

2.1 Escalas físicas adotadas para cada potencial galáctico usado nas integrações. 27

3.1 Potenciais galácticos, escalas físicas e idades dinâmicas estimadas para CMa. As incertezas são o desvio padrão do *bootstrap* (N=1000) e o intervalo entre percentis 16–84%. 32

Sumário

1. Introdução 19
1.1 Idades por isócronas: pontos fortes e limitações 19
1.2 A fronteira de depleção de lítio (LDB) 20
1.3 Idades dinâmicas por traceback 21
1.4 A região de Cão Maior (CMa) 23

2. Dados e Metodologia 25
2.1 Dados 25
2.2 Metodologia 26
2.2.1 Métricas de dispersão espacial do aglomerado 28
2.2.2 Bootstrap com repetição 29

3. Resultados e análise 31

4. Conclusões 35

Referências 37

Capítulo 1

Introdução

Grupos estelares jovens da vizinhança solar são laboratórios privilegiados para estudar a formação e a evolução inicial de estrelas, discos protoplanetários e planetas. A obtenção de idades confiáveis para essas populações são fundamentais para converter observáveis (luminosidade, temperatura efetiva) em massas/raios, datar eventos de dispersão de discos, calibrar relações de atividade e rotação, dentre muitas outras utilidades. Entretanto, estimar idades estelares é notoriamente difícil, pois nenhum método funciona com alta precisão para todo o espectro de massas e idades, e todos implicam suposições físicas ou dados observacionais muito específicos (Soderblom, 2010). A situação se torna ainda mais complicada ao tratarmos de estrelas jovens, como no caso desse estudo, visto que a discrepância dos resultados obtidos por diferentes métodos, se torna ainda maior nesses casos.

1.1 Idades por isócronas: pontos fortes e limitações

O ajuste de isócronas em diagramas cor-magnitude é a técnica mais difundida para aglomerados estelares. A ideia é simples: compara-se a sequência observada com trajetórias evolutivas obtidas de modelos de estrelas pré-sequência principal ou de sequência principal, procurando a isócrona que melhor se ajusta aos dados observados (vide Figura 1.1). Em populações de idade com mais de 50 milhões de anos, efeitos de binariedade não resolvida(Naylor, 2009), extinção diferencial(Bell et al., 2013), rotação , que deforma isócronas, (Brandt e Huang, 2015) e magnetismo , que esfria e infla estrelas do tipo anãs M, (Somers e Pinsonneault, 2015) podem enviesar muito as estimativas de idades . Avanços recentes, como a escala isocronal auto-consistente mostram que, quando se homogeniza fotometria, paralaxes do Gaia e correções bolométricas, as idades isocronais convergem e

ficam coerentes com métodos independentes para vários grupos estelares próximos (Bell et al., 2015). Ainda assim, a dependência em modelos evolutivos segue como um forte limitador para esse método.

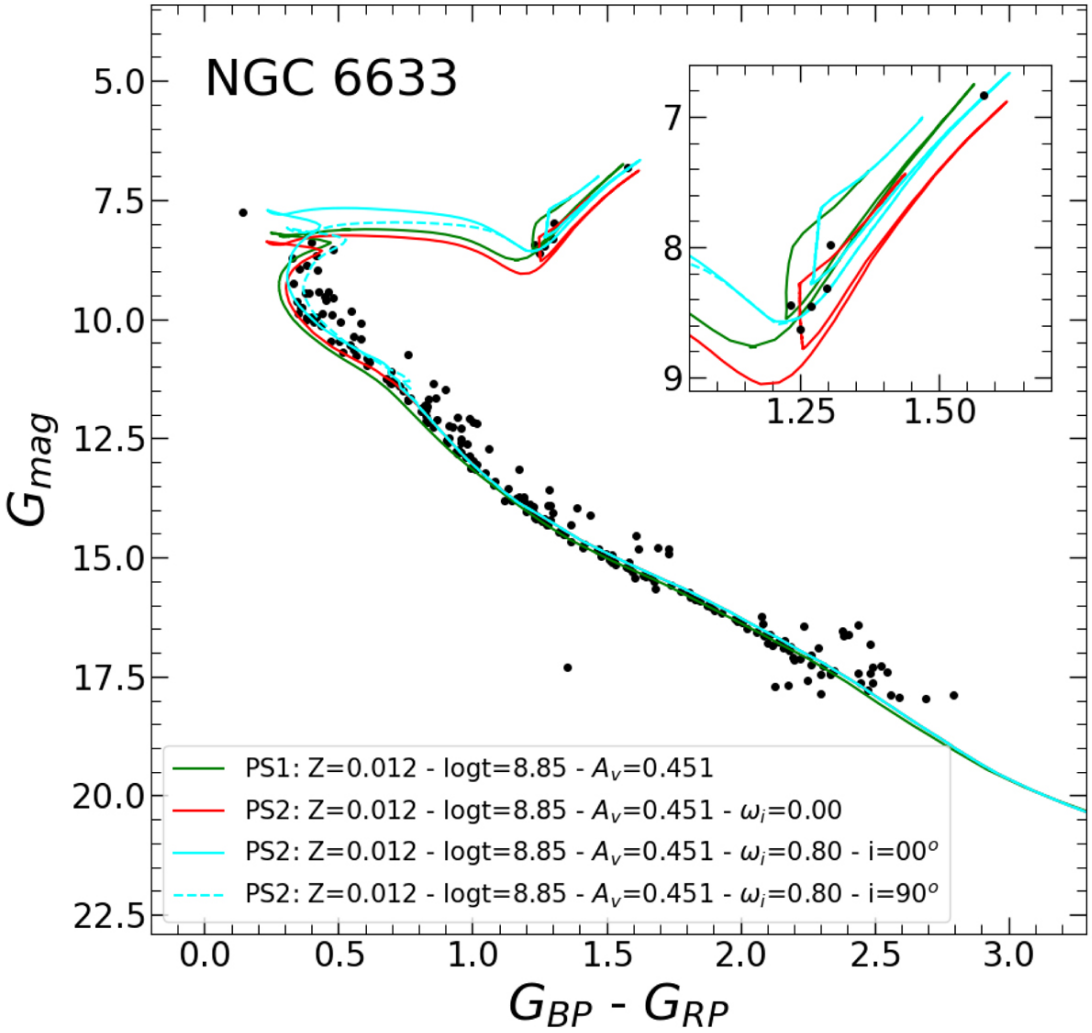

Figura 1.1: Exemplo de ajuste isocronal em diagrama cor–magnitude para uma associação jovem, ilustrando a dependência do resultado com o conjunto de modelos (e.g. PARSEC, MIST, BHAC15). Figura retirada de Bressan et al. (2012) .

1.2 A fronteira de depleção de lítio (LDB)

O método da *lithium depletion boundary* (LDB) explora o fato de que, abaixo de ~ 0.07–$0.12\,M_\odot$ (dependendo da idade), estrelas ou protoestrelas totalmente convectivas queimam lítio de forma abrupta quando seus núcleos atingem ~ 2.5 milhões K. Em um aglomerado estelar, a luminosidade da fronteira entre objetos com e sem lítio fornece uma idade muito precisa, mas que ainda depende de modelos evolutivos, com pequenas sensi-

bilidades a metalicidade e física de convecção, como pode-se concluir em Jeffries (2014). Esse método é extraordinariamente preciso em objetos com idade entre $\sim$20$-$200 milhões de anos, mas exige espectroscopia profunda de membros de muito baixa massa e uma lista de membros limpa, o que dificulta a seleção da amostra para o estudo. Em vários casos, as idades estimadas utilizando a depleção de lítio, reconciliaram tensões históricas com idades isocronais , como pode-se observar em Mamajek e Bell (2014); Bell et al. (2015) e na Figura 1.2 abaixo.

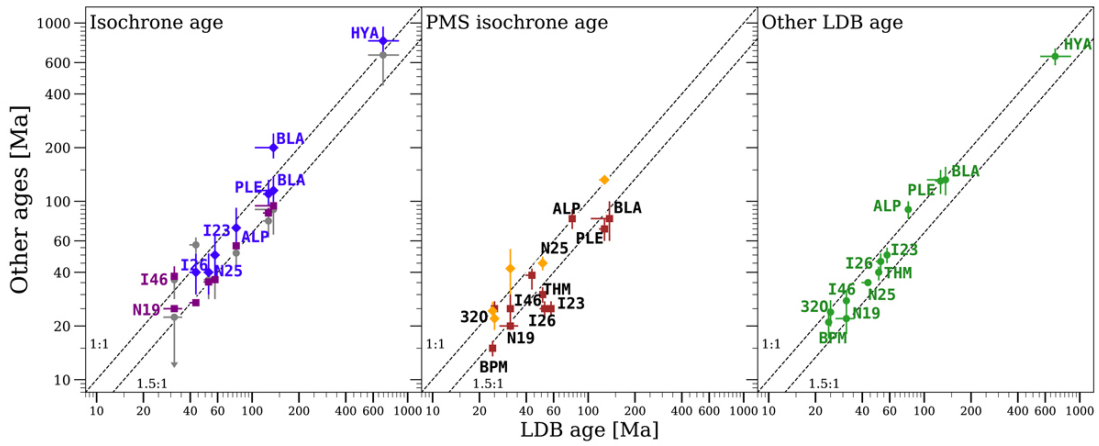

Figura 1.2: Painéis comparando idades LDB e isócronas/diagramas com a borda de depleção em diferentes aglomerados/associações. Útil para mostrar o princípio da LDB como relógio de idade para populações jovens. Retirado de Galindo-Guil et al. (2022).

1.3 Idades dinâmicas por traceback

O método de *traceback* determina a idade dinâmica de um grupo supondo que, no instante de formação do grupo as estrelas estavam mais próximas de si e o grupo ocupava o menor volume no espaço. Em termos práticos, O traceback precisa do estado dinâmico 6D de cada estrela no instante atual: posição 3D (X,Y,Z) e velocidade 3D (U,V,W). Com essas 6 grandezas, para cada membro, integramos as órbitas para trás no tempo (vide na Figura 1.3) num modelo de potencial galáctico e, a cada instante no passado, medimos o tamanho do grupo no espaço utilizando uma métrica de dispersão. O tempo onde esse tamanho é mínimo é a idade dinâmica do aglomerado. Algumas vantagens em relação aos outros métodos citados anteriormente são que, ele independe de modelos evolutivos (logo, pode ser usado de maneira complementar aos métodos de isócronas e LDB), capta subestrutura e expansão reais e funciona mesmo quando a sequência fotométrica é difusa.

Suas principais limitações envolvem o fato de requerer velocidades radias (RVs) precisas e homogêneas, é sensível a *outliers* e binárias não tratadas.

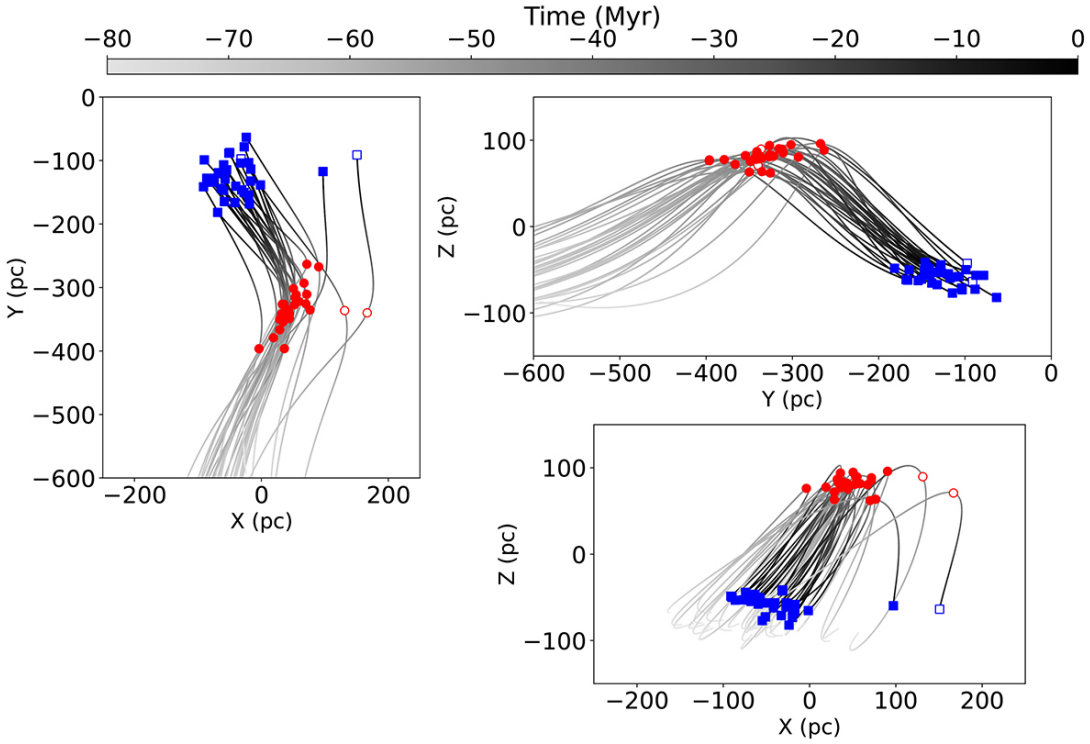

Figura 1.3: projeções XY, XZ e YZ das órbitas integradas no tempo para Octans (escala de cores em Myr). Os pontos em azul representam as estrelas no presente, já os pontos em vermelho representam as suas posições no passado. Retirado de Galli et al. (2024).

O método amadureceu muito nos últimos tempos, com as liberações de dados fornecidos pelo Gaia. Alguns artigos na literatura demonstram isso, como em Miret-Roig et al. (2020) foi obtido um resultado de $18.5^{+2.0}_{-2.4}$ milhões de anos (Myr) para β Pic com precisão três vezes superior a trabalhos prévios. Já em Galli et al. (2023) eles derivam $38.5\pm^{+1.6}_{-8.0}$ Myr para Tuc–Hor com um protocolo extensivo de amostras, métricas e potenciais, e em Galli et al. (2024) foi encontrada a idade de 34 ± 2 Myr para essa população de estrelas na região de Octans, demonstrando que é possível obter idades dinâmicas de alta precisão até para objetos em até $\sim$150 pc de distância. Além disso, resultados modernos mostram concordância notável com LDB/isocronas quando amostras e sistemáticas são cuidadosamente tratadas, como podemos ver em Mamajek e Bell (2014); Bell et al. (2015); Miret-Roig et al. (2020).

Estudos pioneiros de β Pic via "convergência/expansão" indicavam uma idade de $\sim$ 11−13 Myr Ortega et al. (2002), em tensão com estimativas posteriores por outros mé-

todos. Mas, com os catálogos Gaia Collaboration et al. (2018),Gaia Collaboration et al. (2023) e catálogos de RVs homogêneos, em Miret-Roig et al. (2020) foi refeito o *traceback* para a mesma região, com controle estatístico de covariâncias e curadorias de membros, reconciliando a idade dinâmica com LDB (21 milhões de anos) e isócronas ($\sim$ 23 milhões de anos), provando assim que o método necessita de dados astrométricos e de velocidades radiais extremamente precisos para funcionar adequadamente.

1.4 A região de Cão Maior (CMa)

No presente estudo, aplicamos o método de *traceback* ao grupo de Cão Maior (CMa), que se encontra a uma distância de $\sim$1500 pc, sendo assim, o aglomerado mais distante em que esse método já foi aplicado. Complementar a isso, já foi estimado uma idade de xxx para a região pela aluna de doutorado Sabrina Silva do nosso grupo, utilizando o método de isócronas(Nogueira-Silva et al., in prep.), sendo também a região de formação estelar mais jovem em que o *traceback* já foi implementado. Outros estudos de idade da região mostram idades variando, principalmente de $\sim 1-10$ Myr (Gregorio-Hetem et al., 2009; Mallick et al., 2012; Moitinho et al., 2001), mas em nenhum desses estudos foi utilizado de cinemática robusta, como no *traceback*, o que se deve muito à falta de dados precisos de velocidade radial para a região.

Capítulo 2

Dados e Metodologia

2.1 Dados

Para a amostra de dados utilizada, primeiramente foi obtida uma lista de membros do trabalho de doutorado direto da aluna Sabrina Vitoria da Silva (Nogueira-Silva et al., in prep.), que realizou uma análise de pertinência das estrelas na região de CMa com dados do Gaia Collaboration et al. (2023) e selecionou 1531 membros pertencentes a região. Dessa amostra, foram filtrados apenas 90 estrelas com dados de velocidade radial, obtidos de espectros coletados pela nossa equipe com o instrumento FLAMES/ESO, pois os dados de velocidade radial presentes no Gaia Collaboration et al. (2023) são de baixa qualidade para o nosso estudo.

As seis coordenadas de fase atuais de cada estrela, posição $\boldsymbol{x} = (X, Y, Z)$ e velocidade $\boldsymbol{v} = (U, V, W)$, são obtidas a partir dos observáveis $(\alpha, \delta, \varpi, \mu_{\alpha^*}, \mu_\delta, v_r)$. A distância é dada por:

$$d\,[\mathrm{pc}] \;=\; \frac{1000}{\varpi\,[\mathrm{mas}]}\,. \tag{2.1}$$

O vetor posição heliocêntrico na base equatorial é:

$$\boldsymbol{r}_{\mathrm{eq}} \;=\; d\,\hat{\boldsymbol{r}}(\alpha, \delta)\,, \tag{2.2}$$

e a transformação para o sistema Galáctico é dada por:

$$\begin{bmatrix} X \\ Y \\ Z \end{bmatrix} \;=\; \mathbf{R}_{\mathrm{eq}\to\mathrm{gal}}\,\boldsymbol{r}_{\mathrm{eq}}\,, \tag{2.3}$$

onde X aponta ao centro Galáctico, Y segue o sentido de rotação e Z o polo norte Galáctico.

As velocidades tangenciais derivam de: $\mu_{\alpha^*}, \mu_\delta$ via

$$v_{\alpha^*} \;=\; k\,\mu_{\alpha^*}\,d\,[\mathrm{pc}], \qquad v_\delta \;=\; k\,\mu_\delta\,d\,[\mathrm{pc}], \qquad k \;=\; 4.74047\;\frac{\mathrm{km\,s^{-1}}}{\mathrm{mas\,yr^{-1}\,pc}}\,. \tag{2.4}$$

A velocidade total no referencial equatorial é:

$$\boldsymbol{v}_{\mathrm{eq}} \;=\; v_r\,\hat{\boldsymbol{r}} \;+\; v_{\alpha^*}\,\hat{\boldsymbol{e}}_\alpha \;+\; v_\delta\,\hat{\boldsymbol{e}}_\delta\,, \tag{2.5}$$

com a transformação para o sistema Galáctico dada por:

$$\begin{bmatrix} U \\ V \\ W \end{bmatrix} \;=\; \mathbf{R}_{\mathrm{eq}\to\mathrm{gal}}\,\boldsymbol{v}_{\mathrm{eq}}\,, \tag{2.6}$$

adotando a convenção $U > 0$ rumo ao centro Galáctico, $V > 0$ no sentido da rotação e $W > 0$ para o polo galáctico norte. Opcionalmente, subtrai-se o movimento solar $(U_\odot, V_\odot, W_\odot)$ (vide a equação 2.8) e utilizam-se (R_0, V_0) para referir ao quadro Galactocêntrico.

Com os estados iniciais $(\boldsymbol{x}_i(0), \boldsymbol{v}_i(0))$ de cada membro i, integram-se as órbitas em um potencial Galáctico no intervalo $t \in [-T, 0]$. Em cada t calculou-se o centróide $\boldsymbol{x}_{\mathrm{cm}}(t)$ e uma métrica de compactação espacial (no caso a média das dispersões em cada direção ou o volume efetivo). O tempo $t_{\min}$ em que essa métrica é mínima define a idade dinâmica do grupo:

$$\tau_{\mathrm{dyn}} \;=\; \left|\, t_{\min} \,\right|. \tag{2.7}$$

. Adotamos também as correções para o movimento solar:

$$(U_\odot, V_\odot, W_\odot) = (11.1,\; 12.24,\; 7.25)\ \mathrm{km\,s^{-1}} \tag{2.8}$$

com U positivo para o centro galáctico, conforme Schönrich et al. (2010).

2.2 Metodologia

A reconstrução dinâmica das órbitas no passado é realizada utilizando a biblioteca *galpy* (Bovy, 2015) do *python*, que possui os modelos de potencial galáctico já implantados. Um dos pontos cruciais é garantir a consistência física entre a escala do potencial galáctico e os objetos da amostra. As escalas R_0 (raio solar galactocêntrico) e V_0 (velocidade circular local) do potencial são propagadas automaticamente para o próprio potencial, evitando o

erro clássico de incompatibilidade de unidades e assegurando que diferenças entre modelos reflitam apenas efeitos dinâmicos reais.

Testamos três potenciais amplamente utilizados na literatura, que apesar de descreverem o movimento Galáctico, possuem algumas diferenças entre si. Em todos os casos adotamos potenciais axissimétricos e estáticos para integrar órbitas no passado; assim, as diferenças relevantes entre modelos residem principalmente na decomposição de massa (bulbo/discos/halo) e na forma funcional de cada componente, o que afeta o campo gravitacional e, em menor grau, a força radial nas vizinhanças solares.

O *MWPotential2014* é um modelo padrão do *galpy* composto por um bulbo esférico, um único disco Miyamoto–Nagai e um halo NFW. A combinação é analítica, simples e muito rápida de integrar, adequada para estudos gerais de órbitas 3D e testes de robustez, embora não separe explicitamente discos fino/espesso nem inclua discos de gás, e tampouco represente assimetrias como barra e braços espirais (Bovy, 2015).

O *Irrgang13I* mantém a filosofia de três componentes (bulbo esférico, um disco Miyamoto–Nagai e um halo esférico analítico do tipo Allen–Santillán). A ênfase aqui é a tratabilidade analítica para cálculos orbitais e o ajuste a restrições observacionais locais, oferecendo um contraste útil ao perfil NFW do *MWPotential2014* e permitindo testar sistemáticos ligados à forma do halo sem abrir mão de desempenho computacional (Irrgang et al., 2013).

Já o *McMillan17* é mais granular do ponto de vista galáctico, pois além do bulbo e do halo escuro ajustado, ele também modela múltiplos discos estelares e dois discos gasosos, reproduzindo de forma mais realista a estratificação do disco da Via Láctea. Na implementação do *galpy*, essa riqueza estrutural é representada por potenciais numérico-analíticos o que tende a melhorar a geometria do campo fora do plano ao custo de ligeiro aumento no tempo de integração (McMillan, 2017). Além de todas essas diferenças, eles possuem diferenças nos valores de R_0 V_0, como podemos ver na tabela 2.1 abaixo:

Tabela 2.1 - Escalas físicas adotadas para cada potencial galáctico usado nas integrações.

Potencial	$\boldsymbol{R_0}$ [kpc]	$\boldsymbol{V_0}$ [$\mathrm{km\,s^{-1}}$]
MWPotential2014	8.00	220.0
Irrgang13I	8.33	239.7
McMillan17	8.21	233.1

As órbitas são integradas para o passado de $t = 0$ a $t = -20$ milhões de anos, com intervalos de $\Delta t = 0.1$ milhões de anos:

$$t_i = -\,i\,\Delta t, \qquad i = 0, 1, \ldots, 200\,, \tag{2.9}$$

Essa malha temporal é suficiente para capturar a curvatura orbital do aglomerado, visto que em outros estudos foram encontradas idades para a região que estão dentro da malha de 20 Myr (Gregorio-Hetem et al., 2009; Mallick et al., 2012).

2.2.1 Métricas de dispersão espacial do aglomerado

Para quantificar o tamanho instantâneo do aglomerado ao longo da integração retrógrada, partimos das posições heliocêntricas cartesianas $\boldsymbol{x}_i(t) = (X_i, Y_i, Z_i)$ de cada estrela $i = 1, \ldots, N$. Definimos o centróide em cada instante t como:

$$\boldsymbol{x}_{\rm cm}(t) = \frac{1}{N}\sum_{i=1}^{N} \boldsymbol{x}_i(t)\,, \tag{2.10}$$

e construímos a matriz de covariância espacial a partir das posições centralizadas:

$$\Sigma(t) = \frac{1}{N-1}\sum_{i=1}^{N} \big[\boldsymbol{x}_i(t) - \boldsymbol{x}_{\rm cm}(t)\big]\,\big[\boldsymbol{x}_i(t) - \boldsymbol{x}_{\rm cm}(t)\big]^{\top}. \tag{2.11}$$

Uma maneira elementar de acompanhar a compactação é usar as dispersões por eixo:

$$S_X(t) = \sqrt{\Sigma_{XX}(t)}, \qquad S_Y(t) = \sqrt{\Sigma_{YY}(t)}, \qquad S_Z(t) = \sqrt{\Sigma_{ZZ}(t)}, \tag{2.12}$$

mas essas três curvas nem sempre produzem um mínimo coerente entre si em populações anisotrópicas. Assim, empregamos também dois escaladores da matriz de covariância que sintetizam o tamanho em um único número. Com isso, definimos:

$$S_{\rm TCM}(t) \;=\; \left[\frac{\mathrm{Tr}\,\Sigma(t)}{3}\right]^{1/2}, \tag{2.13}$$

que é a raiz do valor médio das variâncias (X, Y, Z). Em termos dos autovalores $\{\lambda_1, \lambda_2, \lambda_3\}$ de Σ, trata-se da métrica do traço normalizado (RMS) das dispersões principais, $S_{\rm TCM} = \sqrt{(\lambda_1 + \lambda_2 + \lambda_3)/3}$. Essa métrica responde bem ao tamanho global, porém pode inflar as incertezas se uma direção apresentar alongamento pronunciado.

Já a métrica baseada no determinante é:

$$S_{\rm DCM}(t) \;=\; \big[\det \Sigma(t)\big]^{1/6}. \tag{2.14}$$

Se Σ é diagonal nas direções principais, $\det\Sigma = \lambda_1\lambda_2\lambda_3$ e $S_{\mathrm{DCM}} = (\lambda_1\lambda_2\lambda_3)^{1/6}$ = média geométrica das dispersões principais. Geometricamente, S_{DCM} é proporcional ao raio efetivo do elipsóide que melhor descreve a nuvem de pontos, sendo, portanto, diretamente ligado ao volume $V \propto S_{\mathrm{DCM}}^3$. Na prática, S_{DCM} costuma produzir um mínimo mais estável e com barras de erro menores quando comparado a S_{TCM}, especialmente em amostras com anisotropias moderadas.

Por fim, calculamos $S_X, S_Y, S_Z, S_{\mathrm{TCM}}$ e S_{DCM} em cada $t \in [-T, 0]$, e adotamos como idade dinâmica $\tau_{\mathrm{dyn}} = |t_{\mathrm{min}}|$ no instante do mínimo da métrica escolhida (tipicamente S_{DCM}).

Para o *MWPotential 2014*, produzimos painéis de órbitas nas projeções XY, XZ e YZ, com as trajetórias codificadas por tempo entre 0 e -20 milhões de anos. Marcamos as posições atuais ($t = 0$, pontos pretos), o instante dinâmico ($t = \tau_{\mathrm{dyn}}$, pontos vermelhos) e o início da integração ($t = -20$ milhões de anos, pontos azuis). No plano XY, as trajetórias mostram a curvatura esperada devido à rotação diferencial do disco; nas projeções envolvendo Z, podemos ver oscilações suaves em torno do plano, compatíveis com amplitudes e inclinações típicas de jovens associações locais. Esses gráficos de integração das órbitas no passado podem ser vistos na Figura 2.1 abaixo:

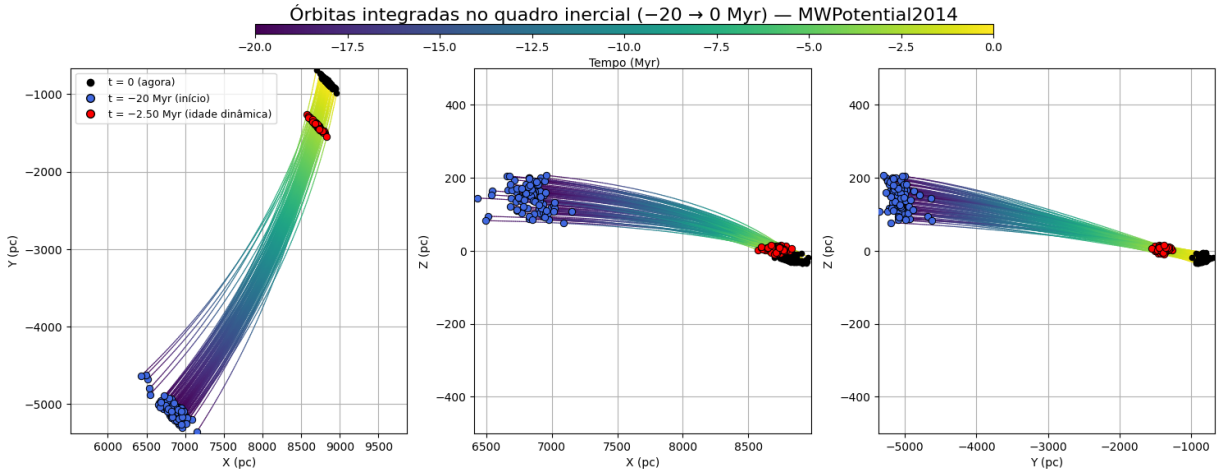

Figura 2.1: Exemplo de projeções XY, XZ e YZ para MWPotential2014, com marcadores: preto (t=0), vermelho (t=τ_{dyn}), azul (t=−20 Myr).

2.2.2 Bootstrap com repetição

A incerteza estatística de τ_{dyn} é avaliada por *bootstrap* com repetição: reamostramos o conjunto de 90 estrelas a partir do catálogo inicial de dados e refazemos a cadeia completa

em cada potencial, obtendo uma distribuição $\{\tau_{\rm dyn}^{(b)}\}$. Nos testes deste trabalho usamos $N = 1000$ reamostragens para validar estabilidade, que é um valor bem razoável para se estimar a incerteza dos resultados finais. Essas 1000 iterações de *bootstrap* servem para construir a distribuição empírica das idades estimadas quando a amostra muda, como se tivesse sido observada de novo. A incerteza vem dos percentis dessa distribuição

Capítulo 3

Resultados e análise

Nesta seção apresentamos os resultados quantitativos da integração no passado aplicada aos membros do agrupamento de Cão Maior (CMa) e discutimos a robustez do resultado frente à escolha do potencial galáctico e à incerteza estatística estimada por *bootstrap*.

Para o potencial *MWPotential2014*, obtivemos $\tau_{\rm dyn} = 2.458$ Myr. As curvas $V_{\rm eff}(t)$, $\sigma_X(t)$, $\sigma_Y(t)$ e $\sigma_Z(t)$ presentes na Figura 3.1 exibem o comportamento esperado: crescimento monotônico para $|t| \gtrsim \tau_{\rm dyn}$ Myr e um vale pronunciado próximo da idade dinâmica, quando a associação esteve mais compacta.

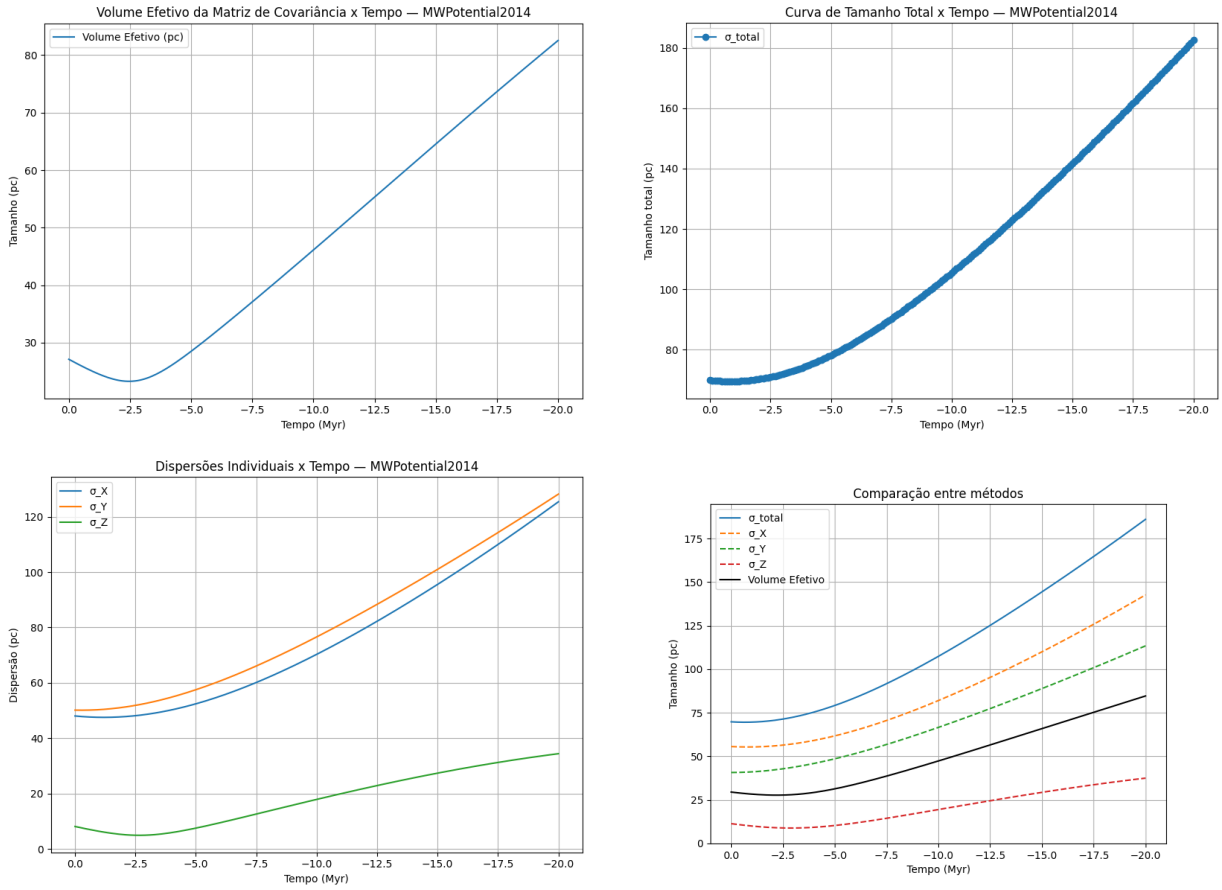

Figura 3.1: Métricas espaciais no tempo. Painel superior esquerdo: volume efetivo $V_{\text{eff}}(t)$ para `MWPotential2014`; superior direito: $\sigma_{\text{total}}(t)$; inferior esquerdo: dispersões individuais $\{\sigma_X, \sigma_Y, \sigma_Z\}$; inferior direito: comparação entre todas as métricas de disperção utilizadas.

Repetimos a análise para os três modelos de potenciais utilizados nesse trabalho. A Tabela 3.1 resume os valores empregados e as idades dinâmicas obtidas, incluindo estatísticas do *bootstrap*

Tabela 3.1 - Potenciais galácticos, escalas físicas e idades dinâmicas estimadas para CMa. As incertezas são o desvio padrão do *bootstrap* (N=1000) e o intervalo entre percentis 16–84%.

Potencial	r_0 (kpc)	v_0 ($\mathrm{km\,s^{-1}}$)	τ_{dyn} (Myr)	$\langle\tau\rangle \pm \sigma$ (Myr)
MWPotential2014	8.000	220.0	2.458	2.465 ± 0.2
Irrgang13I	8.330	239.7	2.459	2.467 ± 0.2
McMillan17	8.210	233.1	2.462	2.469 ± 0.2

A diferença absoluta entre os três valores discretos de τ_{dyn} é de apenas $\Delta\tau_{\text{dyn}} \approx 0.0039\,\text{Myr}$ (cerca de 0.16% do valor médio), muito menor que a incerteza estatística. Assim, para discutir os resultados físicos adotamos MWPotential2014 como referência, observando que os outros dois modelos de potencial produzem estimativas indistinguíveis

dentro das incertezas.

Para quantificar a incerteza em $\tau_{\rm dyn}$ aplicamos *bootstrap* com reposição, reamostrando $N_\star$ objetos em cada iteração (preservando o tamanho da amostra) e recomputando o mínimo de $V_{\rm eff}(t)$. Usamos $N = 1000$ interações para cada potencial. Para *MWPotential2014* obtemos (média $\pm$ desvio): $\langle\tau\rangle = 2.465 \pm 0.232$ Myr, com percentis $P_{16} = 2.236$ Myr, $P_{50} = 2.461$ Myr e $P_{84} = 2.696$ Myr. A distribuição é aproximadamente unimodal e levemente assimétrica, com caudas raras entre 1.52 e 3.24 Myr, compatíveis com flutuações de amostragem e pequenas variações na posição do mínimo.

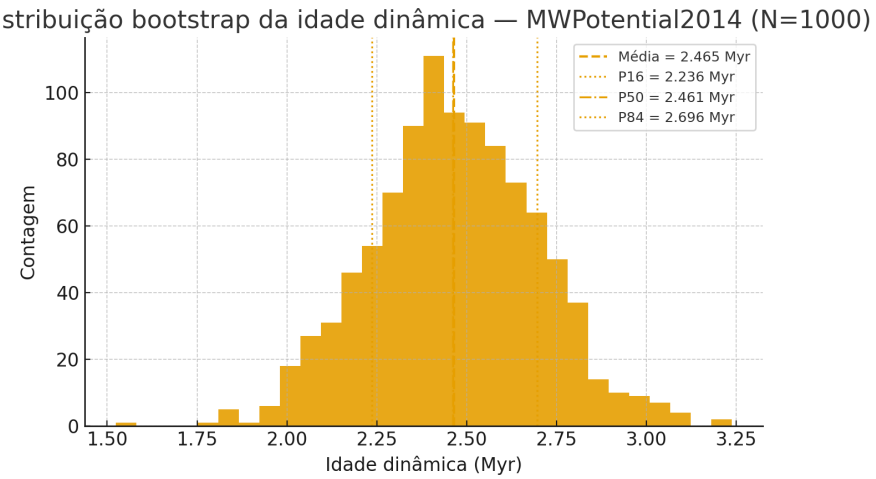

Figura 3.2: Distribuição *bootstrap* (N=1000) da idade dinâmica para MWPotential2014.

Os três potenciais apresentam estatísticas de *bootstrap* virtualmente iguais (Tabela 3.1), com $\sigma \simeq 0.232$ Myr e intervalos 16–84% muito semelhantes. Isso indica que, nos 20 Myr considerados e para a extensão espacial da amostra, a escolha razoável do potencial da Via Láctea é quase que indiferente no orçamento de incertezas quando comparada às incertezas observacionais e ao espalhamento intrínseco de velocidades.

Reunindo as evidências, a associação CMa apresenta idade dinâmica $\tau_{\rm dyn} \approx 2.46 \pm 0.23$ Myr (1σ), praticamente independente da família de potenciais usada. Essa idade obtida está totalmente de acordo com outros resultados obtidos anteriormente para a região, como em Gregorio-Hetem et al. (2009), em Moitinho et al. (2001) e em Mallick et al. (2012), além de também estar compatível com a idade de $\sim 2-3$ Myr obtidos pela aluna Sabrina Silva através do método de isócronas, em trabalho ainda a ser publicado (Nogueira-Silva et al., in prep.), dando ainda mais confiabilidade aos resultados finais obtidos nesse projeto. A morfologia das órbitas integradas é consistente com uma população muito

jovem, com dispersões internas pequenas e foco de convergência recente no espaço de posições.

Capítulo 4

Conclusões

Este trabalho determinou a idade dinâmica do agrupamento estelar de Cão Maior por meio do método de *traceback*, integrando as órbitas dos membros ao passado por 20 milhões de anos em diferentes potenciais galácticos e utilizando como principal métrica de compactação S_{DCM} (volume efetivo).

Os resultados convergem para uma idade dinâmica $\tau_{\mathrm{dyn}} \simeq 2.458\,\mathrm{Myr}$ quando adotado o *MWPotential2014*. As três famílias de potenciais retornam idades indistinguíveis dentro das incertezas, com diferença máxima de apenas $\sim 0.004\,\mathrm{Myr}$ (cerca de 0.16% do valor médio), o que indica que, no horizonte temporal considerado, os resultados de idade não dependem, de forma significativa, da escolha do potencial galáctico.

A estimativa de incerteza estatística por *bootstrap* com reposição (N= 1000 reamostragens) resulta, para *MWPotential2014*, em $\langle\tau\rangle = 2.458 \pm 0.232\,\mathrm{Myr}$, com percentis $P_{16} = 2.236\,\mathrm{Myr}$ e $P_{84} = 2.696\,\mathrm{Myr}$. Distribuições equivalentes são obtidas para os demais potenciais. Essa estabilidade estatística reforça que a largura do intervalo credível é dominada pelo espalhamento intrínseco e pelas incertezas observacionais, mais do que por sistemáticos de modelagem do potencial em escalas de poucos milhões de anos.

Para além do resultado físico específico de CMa, este estudo contribui metodologicamente ao consolidar um fluxo de trabalho reproduzível para o método: integração vetorizada coerente em unidades físicas; métrica escalar simples e informativa para a compactação espacial; quantificação de incertezas por *bootstrap* em larga escala; e um pacote de gráficos diagnósticos que permite inspecionar, comparar e comunicar os resultados com clareza. Esses elementos reduzem ambiguidades operacionais e tornam o método mais comparável entre diferentes aplicações.

Como perspectivas, a continuidade desta linha de pesquisa,podemos fazer uma síntese

de idades combinando *traceback* com isócronas e fronteira de depleção de lítio em um arcabouço Bayesiano hierárquico, o que pode reduzir vieses individuais de cada cronômetro e entregar estimativas mais precisas e acuradas. Além disso, foram identificadas duas subpopulações distintas na região de formação estelar estudada, o que nos permite analizar cada uma de maneira separada, obtendo novos resultados e comparando com os resultados já obtidos nesse trabalho, o que pode nos levar a novas conclusões a respeito da idade dinâmica do aglomerado.

Em síntese, estabelecemos para CMa uma idade dinâmica $\tau_{\rm dyn} = 2.458 \pm 0.232\,{\rm Myr}$, demonstrando um resultado de idade compatível com outros estudos da região, além disso, concluímos que estimativas consistentes são alcançáveis em diferentes potenciais e que o *traceback* é uma ferramenta robusta e competitiva para a datação dinâmica de populações estelares jovens e distantes. O conjunto de resultados e procedimentos fornece uma base sólida para estudos subsequentes e para a expansão do método a novos alvos no ecossistema de dados do *Gaia*.

Referências Bibliográficas

Bell C. P. M., Mamajek E. E., Naylor T., A self-consistent, absolute isochronal age scale for young moving groups in the solar neighbourhood, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 2015, vol. 454, p. 593

Bell C. P. M., Naylor T., Mayne N. J., Jeffries R. D., Littlefair S. P., Pre-main-sequence isochrones – II. Revising star and planet formation timescales, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 2013, vol. 434, p. 806

Bovy J., galpy: A Python Library for Galactic Dynamics, The Astrophysical Journal Supplement Series, 2015, vol. 216, p. 29

Brandt T. D., Huang C. X., The Age and Age Spread of the Praesepe and Hyades Clusters: a Consistent, ∼800 Myr Picture from Rotating Stellar Models, The Astrophysical Journal, 2015, vol. 807, p. 58

Bressan A., Marigo P., Girardi L., Salasnich B., Dal Cero C., Rubele S., Nanni A., PARSEC: stellar tracks and isochrones, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 2012, vol. 427, p. 127

Gaia Collaboration Brown A. G. A., Vallenari A., Prusti T., de Bruijne J. H. J., Babusiaux C., Bailer-Jones C. A. L., et al. Gaia Data Release 2. Summary of the contents and survey properties, Astronomy & Astrophysics, 2018, vol. 616, p. A1

Gaia Collaboration Vallenari A., Brown A. G. A., et al., Gaia Data Release 3: Summary of the content and survey properties, Astronomy & Astrophysics, 2023, vol. 674, p. A1

Galindo-Guil F. J., Barrado D., Bouy H., Olivares J., Bayo A., Morales-Calderón M., Huélamo N., Sarro L. M., Rivière-Marichalar P., Stoev H., Montesinos B., Stauffer J. R.,

Lithium depletion boundary, stellar associations, and Gaia, Astronomy & Astrophysics, 2022, vol. 664, p. A70

Galli P. A. B., Miret-Roig N., Bouy H., Olivares J., Barrado D., Dynamical age of the Tucana–Horologium young stellar association, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 2023, vol. 520, p. 6245

Galli P. A. B., Miret-Roig N., Bouy H., Olivares J., Barrado D., Dynamical traceback age of the Octans young stellar association, Astronomy & Astrophysics, 2024, vol. 689, p. A11

Gregorio-Hetem J., Montmerle T., Rodrigues C. V., Marciotto E., Preibisch T., Zinnecker H., Star formation history of Canis Major R1: I. Wide-Field X-ray study of the young stellar population, Astronomy & Astrophysics, 2009, vol. 506, p. 711

Irrgang A., Wilcox B., Tucker E., Schiefelbein L., Milky Way mass models for orbit calculations, Astronomy & Astrophysics, 2013, vol. 549, p. A137

Jeffries R. D., , 2014 in , Vol. 65-66, EAS Publications Series. pp 289–325

McMillan P. J., The mass distribution and gravitational potential of the Milky Way, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 2017, vol. 465, p. 76

Mallick K. K., Ojha D. K., Samal M. R., Pandey A. K., Bhatt B. C., Ghosh S. K., Dewangan L. K., Tamura M., Star Formation Activity in the Galactic H II Region Sh2-297, The Astrophysical Journal, 2012, vol. 759, p. 48

Mamajek E. E., Bell C. P. M., On the age of the Beta Pictoris moving group, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 2014, vol. 445, p. 2169

Miret-Roig N., Galli P. A. B., Brandner W., Bouy H., Barrado D., Olivares J., Antoja T., Romero-Gómez M., Figueras F., Lillo-Box J., Dynamical traceback age of the β Pictoris moving group, Astronomy & Astrophysics, 2020, vol. 642, p. A179

Moitinho A., Alves J., Huélamo N., Lada C. J., NGC 2362: a Template for Early Stellar Evolution, arXiv e-prints, 2001

Naylor T., Are pre-main-sequence stars older than we thought?, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 2009, vol. 399, p. 432

Ortega V. G., de la Reza R., Jilinski E., Bazzanella B., On the Origin of the Beta Pictoris Moving Group, The Astrophysical Journal, 2002, vol. 575, p. L75

Schönrich R., Binney J., Dehnen W., Local kinematics and the local standard of rest, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 2010, vol. 403, p. 1829

Soderblom D. R., The Ages of Stars, Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 2010, vol. 48, p. 581

Somers G., Pinsonneault M. H., Older and Colder: The Impact of Starspots on Pre–Main-Sequence Stellar Evolution, The Astrophysical Journal, 2015, vol. 807, p. 174