

AUTOREFERAT

1. Imię i nazwisko: **Rodolfo Henrique Silva Smiljanic**
2. Posiadane dyplomy, stopnie naukowe - z podaniem nazwy, miejsca i roku ich uzyskania oraz tytułu rozprawy doktorskiej:
 - (a) doktor nauk fizycznych w zakresie astronomii, Uniwersytet w São Paulo, São Paulo, Brazylia; 08.12.2008; tytuł rozprawy doktorskiej: „*Light elements: tracers of mixing and of the formation of the Galaxy*”; promotor: dr Beatriz Barbuy.
 - (b) magister (*Master of Sciences in Astronomy*); Uniwersytet w São Paulo, São Paulo, Brazylia; 08.03.2005; tytuł pracy magisterskiej: „*CNO in intermediate-mass stars*”; promotor: dr Beatriz Barbuy.
3. Informacje o dotychczasowym zatrudnieniu w jednostkach naukowych:
 - (a) Centrum Astronomiczne im. M. Kopernika, Polska Akademia Nauk, od 2012 r.:
adiunkt (stanowisko typu „tenure-track”), 2015–obecnie
adiunkt (post-doc), 2012–2015
 - (b) Europejskie Obserwatorium Południowe (European Southern Observatory, ESO),
Garching bei München, Niemcy:
staż podoktorski, 2009–2012
 - (c) Uniwersytet w São Paulo, São Paulo, Brazylia:
staż podoktorski, od stycznia do września 2009
4. Wskazanie osiągnięcia wynikającego z art. 16 ust. 2 ustawy z dnia 14 marca 2003 r. o stopniach naukowych i tytule naukowym oraz o stopniach i tytule w zakresie sztuki (Dz. U. 2016 r. poz. 882 ze zm. w Dz. U. z 2016 r. poz. 1311.):
 - (a) tytuł osiągnięcia naukowego:

**Wpływ dokładnych parametrów atmosferycznych i obfitości
pierwiastków chemicznych na zrozumienie procesów mieszania w
gwiazdach**

- (b) autor/autorzy, tytuł / tytuły publikacji, rok wydania, nazwa wydawnictwa, recenzenci wydawniczy:
 - **Praca P1: Smiljanic, R.**, *On the sodium overabundance of red giants in open clusters: The Hyades case* (2012), Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 442, 1562.
 - **Praca P2: Smiljanic, R.**, Korn, A., Bergemann, M., Frasca, A., Magrini, L., Masseron, T. i in., *Gaia-ESO Survey: the analysis of high-resolution UVES spectra of FGK-type stars* (2014), Astronomy & Astrophysics, 570, A122.
 - **Praca P3: Dutra Ferreira, L.**, Pasquini, L., **Smiljanic, R.**, Porto de Mello, G. F., Steffen, M., *Consistent metallicity scale for cool dwarfs and giants: A benchmark test using the Hyades* (2016), Astronomy & Astrophysics, 585, A75.
 - **Praca P4: Smiljanic, R.**, Romano, D., Bragaglia, A., Donati, P., Magrini, L., Friel, E. i in. *The Gaia-ESO Survey: Sodium and aluminium abundances in giants and dwarfs. Implications for stellar and Galactic chemical evolution* (2016), Astronomy & Astrophysics, 589, A115.

- **Praca P5: Smiljanic, R., Franciosini, E., Randich, S., Magrini, L., Bragaglia, A., Pasquini, L., Vallenari, A. i in., *The Gaia-ESO Survey: Inhibited extra mixing in two giants of the open cluster Trumpler 20?* (2016), *Astronomy & Astrophysics*, 591, A62.**

(c) omówienie celu naukowego ww. pracy i osiągniętych wyników wraz z omówieniem ich ewentualnego wykorzystania:

1 Wprowadzenie

Na wielu stadiach ewolucji mało- i średniomasywnych gwiazd materia procesowana przez reakcje jądrowe we wnętrzu gwiazdy może mieszać się z tą bliżej powierzchni gwiazdy. Pierwsze „wyniesienie” (ang. *dredge-up*) materii zachodzące na etapie, gdy gwiazda znajduje się w dolnej części gałęzi czerwonych olbrzymów, jest dobrze znanym przykładem takiego zjawiska. *Dredge-up* ten skutkuje wzrostem obfitości ^{13}C i ^{14}N i zmniejszeniem obfitości Li i ^{12}C w fotosferze gwiazdy.

W standardowym modelu ewolucji gwiazd konwekcja jest jedynym mechanizmem odpowiedzialnym za mieszanie się materii wewnątrz gwiazd. Od wielu lat wiadomo jednak, że model standardowy nie wyjaśnia wielu zmian obfitości pierwiastków obserwowanych na powierzchni gwiazd.

Dodatkowe procesy mieszania potrzebne są, aby wyjaśnić zjawiska mieszania obserwowane na różnych stadiach ewolucyjnych gwiazd i/lub, aby wyjaśnić zmiany wydajności mieszania konwekcyjnego. Obserwacje, których zrozumienie wymaga wprowadzenia dodatkowych procesów mieszania, to: rozrzut obfitości Li na powierzchni dla chłodnych gwiazd ciągu głównego o tych samych masach w gromadach otwartych (np. Bouvier et al. 2016) i spadek stosunku obfitości $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ dla gwiazd olbrzymów po etapie skoku dzielności promieniowania (ang. *luminosity bump*) na diagramie HR (np. Smiljanic et al. 2009). Poniżej przedstawiono listę niektórych procesów fizycznych powodujących dodatkowe zjawiska mieszania w gwiazdach:

- **Mieszanie wywołane rotacją (ang. *Rotation-induced mixing*):** Rotacja ma wpływ na transport zarówno momentu pędu, jak i pierwiastków chemicznych wewnątrz gwiazdy. Mieszanie wywołane rotacją to *de facto* seria różnych efektów, takich jak cyrkulacja południkowa, przepływ wielkoskalowy materiału związany ze zmianami siły grawitacji pomiędzy biegunem a równikiem, niestabilności związane z siłami ścinającymi (ang. *shear instabilities*), pojawiającymi się na styku obszarów o różnych własnościach rotacyjnych (np. Pinsonneault 1997).
- **Wewnętrzne fale grawitacyjne:** Są to fale, które rozchodzą się i zanikają w obszarach radiacyjnych i są generowane przez ruchy turbulentne stref konwektywnych w gwieździe (nie powinny być mylone z relatywistycznymi falami grawitacyjnymi). Fale te mogą działać jako dodatkowy mechanizm powodujący transport momentu pędu wewnątrz gwiazdy, co w efekcie ma wpływ na transport pierwiastków chemicznych (np. Rogers & McElwaine 2017).
- **Mieszanie termohaliczne (ang. *Thermohaline mixing*):** Jest to niestabilność pojawiająca się we wcześniej stabilnym obszarze, w którym średnia masa cząsteczkowa maleje z głębokością. Jednym z takich obszarów jest górna część warstwy palącej wodór w czerwonych olbrzymach, gdzie reakcja $^3\text{He} (^3\text{He}, 2p) ^4\text{He}$ zamienia dwa atomy ^3He w dwa protony i jeden atom ^4He .

Jednym z efektów powodowanych przez mieszanie termohaliczne jest zmniejszenie stosunku $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ na powierzchni gwiazdy, co potencjalnie rozwiązuje trwający od ok. 40 lat problem zrozumienia składu chemicznego czerwonych olbrzymów. Niemniej jednak w literaturze

toczy się aktywna debata na temat wydajności mieszania termohalicznego (np. Garaud & Brummell 2015).

- **Wyporność magnetyczna:** Pole magnetyczne może grać rolę w procesie mieszania w gwiazdach w związku z wypornością lekkich namagnesowanych elementów. Może to być ważne w przypadku obecności dynamo w dolnej części strefy konwektywnej w czerwonych olbrzymach i gwiazdach asymptotycznej gałęzi olbrzymów. Wyporność magnetyczna jest alternatywą do mieszania termohalicznego w wyjaśnieniu dodatkowych efektów mieszania obserwowanych w gwiazdach olbrzymach (Palmerini et al. 2011).

Wszystkie wspomniane mechanizmy fizyczne były przetestowane w modelach ewolucyjnych. Często jednak traktowane są one w sposób przybliżony i z wykorzystaniem wielu wolnych parametrów. Niewielki wysiłek został do tej pory uczyniony w kierunku zrozumienia, jak wspomniane procesy wpływają na siebie nawzajem (Maeder et al. 2013). Zwykle traktowane są one niezależnie, podczas gdy złożone interakcje mogą je tłumić lub wzmacniać.

Ponadto, w ostatnim czasie dzięki obserwacjom astrosejsmologicznym możliwe stały się badania wewnętrznej rotacji w czerwonych olbrzymach. Obserwacje te sugerują potrzebę włączenia dodatkowego, nieznanego jeszcze mechanizmu transportu momentu pędu w strefach radiacyjnych wyewoluowanych gwiazd (np. Eggenberger et al. 2017).

W związku z powyższym wyniki obserwacyjne wciąż grają kluczową rolę w dostarczeniu ograniczeń wydajności wszystkich procesów mieszania dla modeli teoretycznych.

1.1 Dokładne obfitości pierwiastków chemicznych

Precyzja związana jest z przypadkowymi błędami analizy, stabilnością wielokrotnych pomiarów tej samej wielkości. Dokładność związana jest z systematycznymi błędami analizy, z tym, jak zbliżony do rzeczywistej wartości jest wynik pomiaru.

Wysoka precyzja wyznaczenia obfitości pierwiastków chemicznych w gwiazdach uzyskiwana jest na drodze starannej analizy różnicowej wysokiej jakości danych dla bardzo podobnych gwiazd. Podczas porównywania podobnych gwiazd błędy systematyczne się znoszą.

Dokładność jest dużo trudniej osiągnąć. Stosowane metody analizy danych spektroskopowych wprowadzają różne błędy systematyczne w różnych obszarach przestrzeni parametrów (np. ciepłe karły vs zimne olbrzymy). Ponadto, przybliżenia uzasadnione w pewnym obszarze przestrzeni parametrów, mogą być nieadekwatne w innym obszarze.

Jednakże celem w badaniach ewolucji gwiazd jest właśnie porównanie obfitości pierwiastków chemicznych w bardzo różnych gwiazdach. Chcemy śledzić zmiany obfitości jako funkcję zarówno masy gwiazdy, jak i metaliczności, dla gwiazd w różnych stadiach ewolucyjnych (przed ciągiem głównym, na ciągu głównym, na gałęzi czerwonych olbrzymów, na asymptotycznej gałęzi olbrzymów). Niezbędne jest również badanie różnych pierwiastków chemicznych, gdyż zmiany ich obfitości pozwalają śledzić działanie procesów mieszania na różnych głębokościach w gwiazdzie. Powoduje to dodatkową komplikację - błędy systematyczne mogą być różne dla różnych pierwiastków chemicznych.

Pierwszym krokiem w kierunku osiągnięcia dokładnych obfitości jest staranne i dokładne wyznaczenie parametrów atmosferycznych gwiazdy. Sposoby zapewnienia dokładności parametrów atmosferycznych to: preferencyjne traktowanie obliczeń fundamentalnych, tj. opartych na pomiarach, a nie na modelach (np. średnice kątowe przy wyznaczaniu temperatury efektywnej, T_{eff} , odległości przy wyznaczaniu logarytmu przyspieszenia grawitacyjnego na powierzchni, $\log g$); sprawdzenie pozycji gwiazd - członków gromady względem spodziewanej ścieżki ewolucyjnej na diagramie HR; wykorzystanie faktu, że wszystkie gwiazdy gromady mają taki sam początkowy skład chemiczny.

Drugim krokiem jest staranna kontrola źródeł błędów systematycznych. Mogą one być kontrolowane poprzez korzystanie z wysokiej jakości danych atomowych dla linii widmowych, szczególnie zrozumienie własności łączenia się i w efekcie zniekształcania (ang. *blending*) linii (tj. czy inne linie atomowe lub molekularne wpływają na obserwowaną linię interesującego nas pierwiastka), wykorzystanie najnowszych obliczeń efektów odstępstw od stanu lokalnej równowagi termodynamicznej (efekty non-LTE) oraz 3-wymiarowych efektów granulacji (efekty 3D).

2 Osiągnięcie habilitacyjne

Pomimo tego, że teoria ewolucji gwiazd odnosi sukces, dokonując ogólnego opisu życia gwiazdy, wciąż pewne procesy fizyczne pozostają słabo zrozumiane. Poprawny i szczegółowy opis ewolucji gwiazd jest fundamentalny dla zrozumienia systemów gwiazdowych (gromad lub galaktyk) i procesów formowania się systemów planetarnych. Dlatego lepsze zrozumienie ewolucji gwiazd ma duży wpływ zarówno na astronomię galaktyczną, jak i pozagalaktyczną.

Waga tego tematu jest przyczyną mojego ciągłego zainteresowania badaniami obserwacyjnych aspektów ewolucji gwiazd. Pięć wybranych publikacji składających się na moje osiągnięcie habilitacyjne przedstawia mój wkład w tę dziedzinę. Uwydatniają one mój wysiłek w uzyskanie dokładnych parametrów atmosferycznych i obfitości pierwiastków chemicznych w gwiazdach oraz ich wpływ na dostarczenie solidnych ograniczeń dla modeli opisujących procesy fizyczne wewnątrz gwiazd mało- i średniomasywnych.

2.1 P1. Obfitości sodu w gwiazdach olbrzymach w gromadzie Hiad

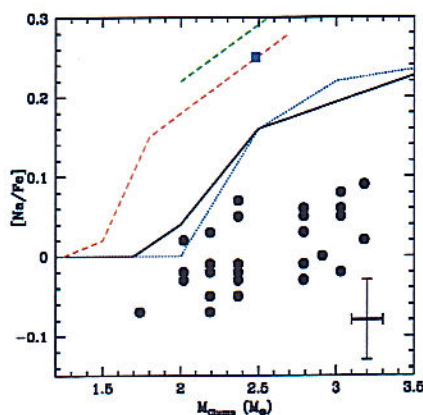
Publikacja P1 (Smiljanic 2012) może być postrzegana jako weryfikacja koncepcji (ang. *proof-of-concept*). W tej pracy rozwiązałem długo trwający problem z obfitościami Na w czerwonych olbrzymach w gromadzie otwartej Hiad. Wcześniej wielu autorów uzyskało obfitości Na, które były zbyt duże i przez to trudne w interpretacji. Kulminacją narastającego problemu było stwierdzenie w pracy Schuler et al. (2009), że obfitości Na są „za wysokie, aby mogły zostać wyjaśnione przez jakikolwiek znany scenariusz samowzbogacenia się (*self-enrichment scenario*)”, tj. że być może w tych gwiazdach zachodzi nowy i do tej pory nieznanym wewnętrznym proces mieszania.

Bardzo duże obfitości Na wymagają głębszego mieszania niż jest to przewidziane przez modele. Głębokie mieszanie dodatkowo zmieniłoby obfitości O na powierzchni, co nigdy nie było zaobserwowane. Zrozumienie zmian obfitości Na na powierzchni powiązane jest z maksymalną głębokością strefy konwektywnej podczas pierwszego epizodu „wyniesienia” (ang. *dredge-up*), gdyż produkcja Na wymaga bardzo wysokich temperatur występujących jedynie głęboko we wnętrzu gwiazd.

Będąc świadomym wyników uzyskanych w pracy Schuler et al. (2009), zacząłem podejrzewać, że możemy mieć do czynienia z problemami z dokładnością. Problemy z wyznaczeniem punktu zerowego dla obfitości Na w uzyskanych w tej pracy wynikach mogły uniemożliwić solidne porównanie wyników z modelami.

Dalsza motywacja do przeprowadzenia niezależnej analizy obfitości pierwiastków chemicznych pojawiła się w związku z możliwością wykorzystania fundamentalnych wartości T_{eff} i $\log g$ uzyskanych niezależnie z danych spektroskopowych. Było to możliwe dzięki pomiarom interferometrycznym średnic kątowych olbrzymów (Boyajian et al. 2009), które pozwoliły nałożyć ograniczenie na T_{eff} oraz użyciu paralaks uzyskanych przez satelitę Hipparcos w celu nałożenia ograniczenia na $\log g$ (de Bruijne et al. 2001). Szczegóły zastosowanej procedury podano w pracy P1.

Dokładność otrzymanych wartości T_{eff} i $\log g$, otrzymanych głównie z bezpośrednich pomiarów, jest dużo wyższa niż w przypadku wyznaczenia tych parametrów na podstawie skomplikowanego modelowania atmosfer gwiazdowych i danych spektroskopowych. Wykorzystanie



Rysunek 1: Obfitości Na, $[Na/Fe]$, w funkcji masy gwiazdy. Czarne kropki oznaczają olbrzymy z pracy Smiljanic et al. (2009), a niebieski kwadrat oznacza średnią obfitość Na gwiazd gromady Hiad. Linie oznaczają modele teoretyczne z pracy Charbonnel & Lagarde (2010): dla modelu standardowego (linia ciągła); model, w którym uwzględniono tylko mieszanie termohaliczne (niebieska linia kropkowana); modele, w których uwzględniono mieszanie wywołane rotacją (czerwona i zielona linia przerywana).

dobrze ograniczonych parametrów atomosferycznych jest istotne przy wyznaczaniu obfitości, same obfitości nie mogą być bezpośrednio zmierzone, mogą być jedynie wyznaczone w oparciu o modelowanie widm.

W tym celu szczegółowo wyselekcjonowałem potrzebne dane atomowe i gruntownie zbadałem obserwowane linie Na, aby wykluczyć z analizy możliwe źródła niepewności. Obliczyłem obfitości Na na podstawie najlepszych dostępnych w widmie linii Na, używając metody widm syntetycznych. Za pomocą tej techniki możliwe jest modelowanie i uwzględnienie ewentualnych wpływów sąsiadujących struktur widmowych. Uzyskane obfitości Na i ich porównanie z modelami ewolucji gwiazd pokazane są na Rysunku 1. Zgodność z modelami, które włączają mieszanie wywołane rotacją, jest doskonała.

Tak, jak wspomniano w konkluzjach pracy P1, pomimo wcześniejszych przeciwnych przypuszczeń, staranna i dokładna analiza, jaka została tutaj wykonana, pokazała, że nadwyżki obfitości Na w olbrzymach w gromadzie Hiad mogą być dobrze wyjaśnione przez efekty znanych ewolucyjnych procesów mieszania. Sukces ten stymulował mnie do ciągłej pracy w kierunku otrzymania dokładnych parametrów atmosferycznych i obfitości dla kolejnych próbek gwiazd. Stało się jasne, że jest to jedyny sposób, aby otrzymać solidne i znaczące obfitości pierwiastków chemicznych w celu porównania ich z modelami ewolucyjnymi gwiazd.

2.2 P3. Zgodność wyników dla karłów i olbrzymów

Pomimo tego, że publikacja P3 (Dutra-Ferreira et al. 2016) pojawiła się później niż P2 (Smiljanic et al. 2014), sam projekt rozpoczął się wcześniej, jako naturalna kontynuacja pracy przedstawionej w publikacji P1. Dlatego przedyskutuję najpierw publikację P3. Odkąd dokładna analiza olbrzymów w Hiadach stała się możliwa, kolejnym krokiem w moich badaniach było stworzenie procedury analizy danych, która zagwarantowałaby konsystentne wyniki dla karłów i olbrzymów, tj. metody analizy minimalizującej błędy systematyczne dla różnych typów gwiazd.

Gromada Hiad ponownie była doskonałym przykładem testowym. Wszystkie gwiazdy gromady mają ten sam początkowy skład chemiczny, zatem obfitości pierwiastków, na które nie wpływa ewolucja gwiazdy, powinny być takie same dla karłów i olbrzymów. Ważne jest, aby podkreślić, że Hiady są młodą (~ 650 mln lat) gromadą, dlatego efekty dyfuzji atomowej nie są istotne i nie miały jeszcze czasu, aby się rozwinąć (patrz np. Önehag et al. 2014).

Powszechnie wiadomo, że porównanie obfitości karłów i olbrzymów może być problematyczne. Przykładowo w pracy Alves-Brito et al. (2010) pokazano, że wcześniej zauważone różnice obfitości pierwiastków chemicznych występujące pomiędzy gwiazdami zgrubienia centralnego a grubym dyskiem Galaktyki były wynikiem błędów systematycznych powstałych przy porównywaniu obfitości karłów i olbrzymów.

Dalszą motywacją do projektu była praca mojego współpracownika, dra Luci Pasquini z ESO, na temat gwiazd, wokół których krążą planety. Gwiazdy ciągu głównego typów widmowych F, G i K, wokół których krążą planety olbrzymy, są średnio bardziej bogate w metale niż gwiazdy bez takich planet (Gonzalez 1997; Fischer & Valenti 2005). Obserwacja ta wspiera scenariusz formowania się planet poprzez akrecję na jądro (ang. *core accretion scenario*), w którym metaliczność materiału jest istotna, gdyż wpływa na proces formowania się planet (Pollack et al. 1996). Jednakże, w pracy Pasquini et al. (2007) pokazano, że gwiazdy olbrzymy posiadające planety, nie mają wyższych metaliczności, co spowodowało wątpliwości co do trendu zaobserwowanego w przypadku karłów.

Wspólnie z dr Lucą Pasquini pełniłem rolę promotora pomocniczego doktorantki, która była kierownikiem tego projektu. Moją rolą było instruowanie jej w zakresie wykorzystania kodów numerycznych używanych do analizy widmowej, rozwinięcia używanej metodologii i prowadzenie jej w kierunku interpretacji wyników.

Przetestowaliśmy dwie metody wyznaczania parametrów atmosferycznych. Pierwsza metoda była niezależna od spektroskopii. W przypadku gwiazd olbrzymów metoda ta wykorzystywała takie samo podejście, jakie zaprezentowano w pracy P1. W przypadku karłów T_{eff} została wyznaczona na podstawie fotometrii i metody *InfraRed Flux Method* (IRFM), a parametr $\log g$ przy użyciu takiej samej metody jak dla olbrzymów.

Jednym z głównych nowych rozwiązań wprowadzonych w tej pracy była kalibracja parametru mikroturbulencji (ξ) na podstawie modelu 3D atmosfery gwiazdy. Parametr mikroturbulencji wprowadzony został, ponieważ modele 1D atmosfer nie opisują odpowiednio pól prędkości w fotosferach gwiazd. W opisywanej pracy wykorzystaliśmy modele hydrodynamiczne 3D siatki CIFIST (Ludwig et al. 2009) obliczonych za pomocą kodu CO⁵BOLD (Freytag et al. 2012). Kalibracja została przeprowadzona poprzez dopasowanie szerokości równoważnych linii uzyskanych za pomocą modeli 3D z profilami uzyskanymi z modeli 1D.

Druga metoda analizy to standardowa metoda spektroskopowa, w której wszystkie parametry wyznacza się, używając linii neutralnego i zjonizowanego żelaza. Jednak w tym przypadku przetestowaliśmy dwie różne listy linii. Jedna z list została wybrana w celu zminimalizowania efektów non-LTE dla obfitości żelaza (na podstawie pracy Mashonkina et al. 2011). Druga lista linii została uważnie wyselekcjonowana tak, aby była odpowiednia do analizy olbrzymów, tj. z przejściami wolnymi od blend i dokładnymi danymi atomowymi.

Wyniki naszej analizy pokazują, że starannie wyznaczając parametry atmosferyczne i używając dobrze wyselekcjonowanej listy linii żelaza, możliwe było przeanalizowanie zarówno gwiazd olbrzymów, jak i karłów i otrzymanie konsystentnych metaliczności (otrzymana wartość to $[\text{Fe}/\text{H}] = +0.18$). Wynik ten jest bardzo ważny, gdyż pokazuje, jak zagwarantować dokładność wyników dla różnych typów gwiazd.

Jak przedyskutowano w publikacji P3, wyniki uzyskane przy pomocy pierwszej metody (ograniczenia parametrów atmosferycznych niezależne od spektroskopii) wydają się bardziej wiarygodne. Jednakże, używając drugiej wspomnianej metody, optymalna lista linii wybrana dla olbrzymów, pozwoliła na otrzymanie wyników o doskonałej zgodności z pierwszą metodą. Dlatego, w pracy tej zarekomendowano, że jednoczesna analiza spektroskopowa olbrzymów i karłów wymaga użycia listy linii optymalnej dla olbrzymów.

2.3 P2. Dokładność w Przeglądzie *Gaia*-ESO

Przegąd *Gaia*-ESO (ang. *Gaia*-ESO Survey) przynosi potrzebę dokładności na dużo wyższym poziomie niż wcześniej było to gdziekolwiek indziej wymagane. W Przeglądzie obserwowane są gwiazdy bardzo różnych typów, od małometalicznych do wysokometalicznych, od gwiazd znajdujących się jeszcze przed ciągiem głównym do gwiazd olbrzymów, gwiazdy wszystkich typów widmowych, od M do O. Naszą ambicją jest, aby wszystkie te gwiazdy mogły zostać bezpośrednio porównane na jednej skali.

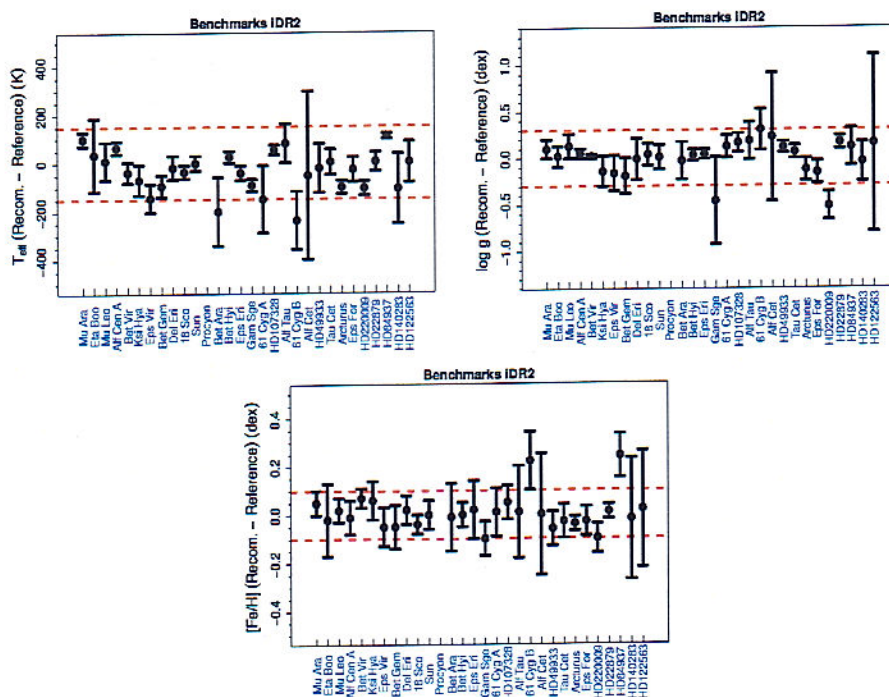
Od początku trwania Przeglądu jestem współkoordynatorem Grupy Roboczej 11 (WG 11), zajmującej się analizą widm wysokiej rozdzielczości otrzymanych za pomocą spektrografu UVES gwiazd typów widmowych F, G i K. Obowiązki koordynatorskie dzielę z dr Andreasem Kornem, z Uniwersytetu w Uppsali. Już na początku Przeglądu wprowadziliśmy do użytku „narzędzia” wykorzystywane w ramach całego Przeglądu, służące do minimalizacji błędów systematycznych. Są to: wspólna lista linii widmowych wraz z rekomendacjami odnośnie jakości danych atomowych, wspólna siatka modeli atmosfer gwiazdowych do analizy spektroskopowej, wspólna biblioteka widm syntetycznych, sposób kalibracji parametru mikroturbulencji.

Ponadto, wykorzystujemy zbiór obiektów referencyjnych, aby porównywać wyniki uzyskiwane w ramach Przeglądu. Obiekty te to min.: gwiazdy w gromadach otwartych i kulistych, gwiazdy z wyznaczonym na podstawie danych astrosejsmologicznych ograniczeniem parametru $\log g$ i tzw. gwiazdy odniesienia dla satelity *Gaia* (tzw. *Gaia benchmark stars*) (dokładniejszy opis strategii kalibracji znajduje się w pracy Pancino et al. 2017). Gwiazdy odniesienia *Gaia* są dobrze znanymi jasnymi gwiazdami z wyznaczonymi, niezależnie od danych spektroskopowych, parametrami T_{eff} i $\log g$ (Heiter et al. 2015) i ze starannie wyznaczonymi metalicznosciami referencyjnymi (Jofré et al. 2014). Gwiazdy te to główne obiekty referencyjne, definiujące dokładność parametrów atmosferycznych w Przeglądzie *Gaia*-ESO. Ich wykorzystanie daje znaczącą poprawę w porównaniu do sytuacji, gdy to Słońce używane jest jako jedyny obiekt referencyjny, ponieważ gwiazdy odniesienia *Gaia* rozsiane są po całej przestrzeni parametrów.

Moim głównym obowiązkiem było zapewnienie tzw. „homogenizacji” (ang. *homogenisation*). W ramach Przeglądu porównujemy wyniki analizy spektroskopowej gwiazd typów widmowych F, G i K przeprowadzonej za pomocą różnych metodologii i budujemy końcowy rekomendowany zestaw wyników w odniesieniu do fundamentalnej skali zdefiniowanej przez gwiazdy odniesienia *Gaia*.

Osiągnięcie jednorodności („homogenizacji”) w tej sytuacji oznacza, że końcowe wyniki dobrze reprodukuja „rzeczywiste” parametry gwiazd odniesienia. Zaprojektowałem i zaimplementowałem (w kodzie numerycznym) metodę wykorzystywaną w tej pracy do oceny jakości wyników analizy dla każdej metody, poprzez zdefiniowanie odpowiednich wag zależnych od tego, jak dobrze dany sposób analizy reprodukuje parametry referencyjne gwiazd odniesienia *Gaia*. W przypadku omawianej publikacji różne wagi przyporządkowane zostały trzem różnym obszarom w przestrzeni parametrów. Obszary te to: 1) wysokometaliczne karły ($[\text{Fe}/\text{H}] > -1.00$ i $\log g > 3.5$); 2) wysokometaliczne olbrzymy ($[\text{Fe}/\text{H}] > -1.00$ i $\log g \leq 3.5$) oraz 3) gwiazdy małometaliczne ($[\text{Fe}/\text{H}] \leq -1.00$).

Mediany ważone są następnie obliczane dla każdego z parametrów atmosferycznych dla każdej z gwiazd i przyjmowane jako najlepsze rekomendowane wartości dla danego parametru atmosferycznego. Mediany stosowane są, ponieważ nie mają na nie wpływu wartości nietypowe, mocno się różniące od reszty próbki (ang. *outliers*), dzięki czemu zminimalizowany zostaje wpływ wyników niskiej jakości. Mediany pomagają wybrać najlepsze wartości w każdym z obszarów przestrzeni parametrów oraz ustalić skalę służącą do zreprodukowania rzeczywistych parametrów gwiazd odniesienia (Rys. 2). Rysunek ten jasno pokazuje, że dzięki zaimplementowanej przeze mnie procedurze wysoka dokładność parametrów atmosferycznych została uzyskana w dużym obszarze przestrzeni parametrów. Wyniki są niepewne jedynie w obszarze gwiazd chłodnych ($T_{\text{eff}} < 4200$ K), co widać na omawianym Rysunku na przykładzie gwiazd: HD220009, Bet Ara,



Rysunek 2: Różnice pomiędzy rekomendowanymi przez *Gaia*-ESO wartościami parametrów T_{eff} , $\log g$ i $[\text{Fe}/\text{H}]$ i wartościami referencyjnymi dla gwiazd odniesienia *Gaia*. Gwiazdy zostały uszeregowane w kolejności malejącej obfitości $[\text{Fe}/\text{H}]$ (od lewej do prawej). Kreskowana czerwona linia odpowiada następującym zakresom: ± 150 K dla T_{eff} , ± 0.30 dex dla $\log g$, and ± 0.10 dex dla $[\text{Fe}/\text{H}]$.

61 Cyg B, Alf Cet i Gam Sge.

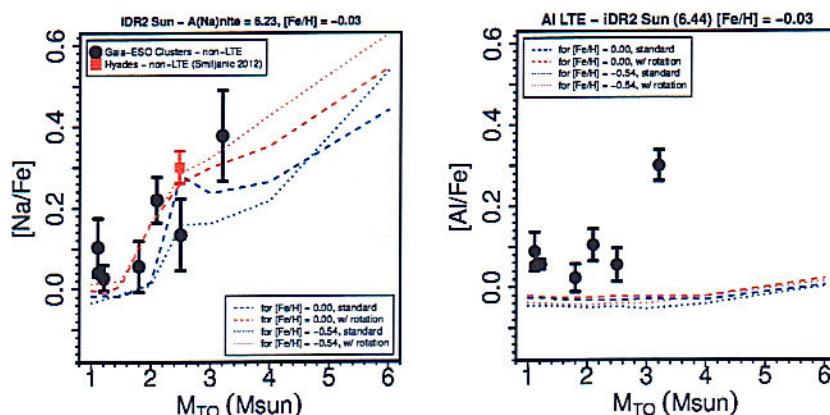
Mediany ważone zostały również obliczone dla obfitości pierwiastków. W tym przypadku brane są pod uwagę obfitości uzyskane na podstawie różnych metod analizy dla konkretnej linii (tj. osobno obfitość uzyskana na podstawie danej linii za pomocą różnych metod). Zostały tutaj wykorzystane takie same wagi, jak wcześniej zdefiniowane dla parametrów atmosferycznych.

Słońce jest jedyną fundamentalną referencją dla obfitości pierwiastków chemicznych. W Przeglądzie widma słoneczne były przygotowane i przeanalizowane w ten sam sposób jak wszystkie inne widma gwiazd. Włączyliśmy również do próbki znane gwiazdy bliźniacze Słońca i tzw. słoneczne analogi (ang. *solar analogues*), tj. gwiazdy mające bardzo zbliżone do słonecznych parametry atmosferyczne i obfitości: α Centauri A (Porto de Mello et al. 2008), gwiazdę 18 Scorpui (Porto de Mello & da Silva 1997) i gwiazdę 1194 z gromady otwartej M 67 (Önehag et al. 2011). Dla Słońca i wspomnianych gwiazd obfitości uzyskane przy pomocy metody opisanej powyżej zgadzają się z oczekiwanymi obfitościami co do ± 0.10 dex.

2.4 P4. Obfitości sodu i aluminium oraz masy gwiazd

Przegląd *Gaia*-ESO stworzył możliwość wyznaczenia dokładnych obfitości Na w czerwonych olbrzymach należących do gromad otwartych o różnym wieku, tj. olbrzymów mających w różnych gromadach różne masy. W publikacji P1 zademonstrowano, że obfitości Na w gromadzie Hiad (w której olbrzymy mają masę $\sim 2.5 M_{\odot}$) zgadzają się z przewidywaniami modelowymi. Pozostało do sprawdzenia, czy przewidywany przez modele teoretyczne trend (wraz ze wzrostem masy gwiazdy rośnie obfitość Na), został zaobserwowany.

Dodatkowo, zbadaliśmy obfitości Al. Nie przewiduje się, aby we wnętrzach małowasywnych gwiazd panowały na tyle wysokie temperatury, aby aktywowany został cykl MgAl i aby zostało



Rysunek 3: Średnie obfitości Na (lewy panel) i Al (prawy panel) dla gwiazd olbrzymów w gromadach (po wyselekcjonowaniu gwiazd należących do gromady) w funkcji masy gwiazdy (Smiljanic et al. 2016b).

wyprodukowane aluminium. Dotychczasowe wyniki obserwacyjne obfitości Na i Al w olbrzymach były jednak bardzo mylące.

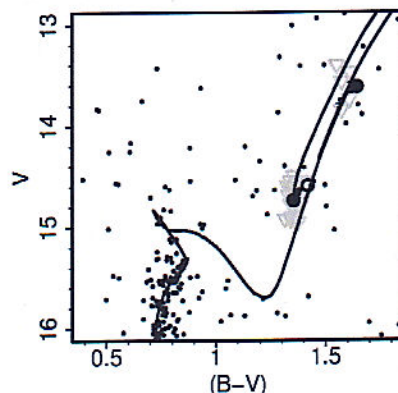
Dla około 65% olbrzymów w gromadach otwartych (gwiazd o metaliczności zbliżonej do słonecznej i pokrywających szeroki zakres mas) uzyskano podwyższone obfitości Na i/lub Al (np. Jacobson et al. 2007; Pancino et al. 2010). Jednakże nie znaleziono wyraźnej zależności uzyskiwanych obfitości z masą gwiazdy. W różnych pracach znaleźć można inne obfitości uzyskane dla tej samej gromady, a niektóre z podwyższonych obfitości są bardzo duże, tak jak wielu autorów uzyskało dla Hiad przed publikacją P1. Bezsprzecznie, potrzebne było staranne i systematyczne zbadanie tego problemu.

Obfitości Na i Al pozwalają na przeprowadzenie dwóch ważnych testów modeli ewolucyjnych. Pierwszy z nich to sprawdzenie, czy zależność głębokości strefy konwektywnej od masy gwiazdy podczas pierwszego epizodu „dredge-up” jest poprawna. Drugi test polega na sprawdzeniu, czy modele poprawnie przewidują temperaturę jądra dla małowymasywnych gwiazd.

Nasze wyniki uzyskane dla sześciu gromad otwartych, których wiek wynosi od 300 mln lat do 4.5 mld lat (a masy gwiazd pomiędzy 1.1 a 3.2 M_{\odot}) pokazane zostały na Rysunku 3. Obfitości Na zostały skorygowane o efekty non-LTE, a efekty 3D zostały uznane za zanedbywalne. Poza gromadą NGC 2243 ($[Na/Fe] = +0.10$, $\sim 1.2 M_{\odot}$) zgodność pomiędzy obserwacjami i modelami jest doskonała. NGC 2243 jest najbardziej małowymasywną gromadą w analizowanej próbkę ($[Fe/H] = -0.44$), zatem wzbogacenie w Na spowodowane przez chemiczną ewolucję Galaktyki nie może być wykluczone.

Rysunek 3 pokazuje obfitości Al w przypadku LTE, dla większości gromad $[Al/Fe] \sim +0.06$. Szczegółowe poprawki o efekty non-LTE dla Al nie są dostępne, jednak wstępne obliczenia wskazują na efekt rzędu -0.05 (T. Nordlander, komunikacja prywatna). Taka poprawka spowodowałaby już zgodność obliczonych i modelowych obfitości, poza przypadkiem gromady NGC 6705 ($3.2 M_{\odot}$, $[Al/Fe] = +0.30$). Jednakże gromada NGC 6705 prawdopodobnie doznała szczególnego wzbogacenia w metale, które mogło spowodować podwyższone obfitości Al oraz pierwiastków powstających w procesie α , takich jak Mg (Magrini et al. 2014, 2015). W wyniku przeprowadzonej analizy sformułowaliśmy konkluzję, że na obfitości Al na powierzchni gwiazdy nie mają wpływu ewolucyjne procesy mieszania.

Dodatkowo, przeprowadziliśmy bardzo ważny przegląd wyników dostępnych w literaturze, odpowiednio korygując wyznaczone obfitości Na, tak, aby umieścić je na skali używanej w ramach Przeglądu *Gaia*-ESO. Było to możliwe dla olbrzymów w gromadach otwartych oraz dla olbrzymów z wyznaczonymi na podstawie danych astrosejsmologicznych masami. W obu przypadkach uzyskano tę samą korelację pomiędzy obfitością Na i masą gwiazdy. Było to dodatkowym



Rysunek 4: Diagram barwa-jasność dla gromady Trumpler 20. Czarne koła to dwa olbrzymy bogate w Li (szczegóły w tekście), niewypełnione otwarte koła to inne olbrzymy, w których wykryto Li, szare trójkąty to olbrzymy z wyznaczonymi górnymi limitami obfitości Li, kropki to pozostałe gwiazdy.

potwierdzeniem naszych konkluzji. Ewolucyjne procesy mieszania są powodem występowania obserwowanych nadwyżek obfitości Na w olbrzymach o masach $M > 2 M_{\odot}$, tak jak przewidują modele uwzględniające mieszanie wywołane rotacją.

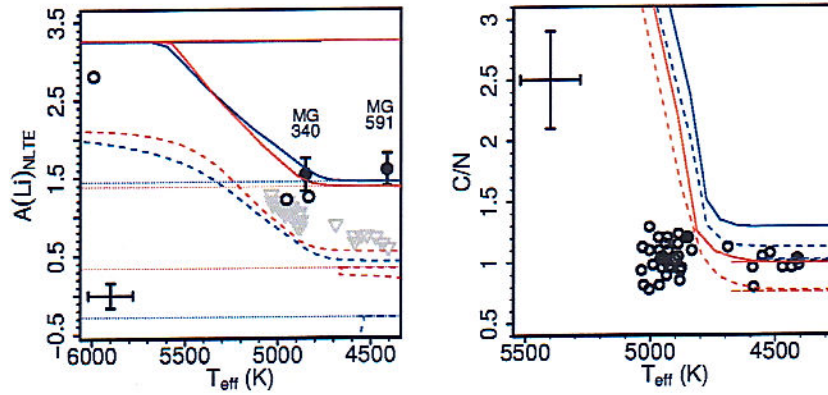
Z tych wyników jestem szczególnie zadowolony, gdyż są one poszerzeniem pracy, którą przedstawia publikacja P1 i dalszym potwierdzeniem moich tamtejszych przewidywań, że dokładnie wyznaczone obfitości, których wcześniej nie uzyskano, były bardzo potrzebne i niezbędne do porównania wyników obserwacyjnych z modelami teoretycznymi.

2.5 P5. Zahamowanie dodatkowych procesów mieszania

Publikacja P5 (Smiljanic et al. 2016a) dotyczy ciekawej gromady otwartej Trumpler 20 (której wiek to ok. 1.7 mld lat), dla której obliczone zostały dokładne parametry atmosferyczne i obfitości pierwiastków chemicznych. Zauważalną cechą diagramu barwa-jasność dla tej gromady jest jej rozciągnięty obszar zgrupowania czerwonych olbrzymów (ang. *red clump*) (Rys. 4), większy niż przewidują to modele ewolucyjne gwiazd (Donati et al. 2014, i referencje tamże). Może to być spowodowane obecnością dwóch różnych takich obszarów: obszaru o mniejszej jasności, w którego skład wchodzi gwiazdy wystarczająco masywne, aby rozpocząć palenie helu w jądrze w warunkach niezdegenerowanych; oraz obszaru o większej jasności, w skład którego wchodzi gwiazdy o mniejszych masach po etapie błysku helowego (jak przedyskutowano w pracy Girardi 1999). Alternatywna interpretacja mówi, że gwiazdy te są wciąż na etapie pierwszego wznoszenia się po gałęzi czerwonych olbrzymów, przed etapem obszaru zgrupowania czerwonych olbrzymów.

Pierwszą motywacją do zbadania gromady Trumpler 20 było sprawdzenie, czy obfitości pierwiastków, na które mają wpływ procesy mieszania ewolucyjnego (tj. Li, C, N i O), mogłyby pomóc w wyjaśnieniu, na jakim etapie ewolucji znajdują się gwiazdy, które pojawiają się w rozciągniętym obszarze zgrupowania czerwonych olbrzymów na diagramie barwa-jasność. Gwiazdy w obszarze zgrupowania czerwonych olbrzymów zakończyły etap pierwszego *dredge up*, dlatego mają inne obfitości w porównaniu z olbrzymami wznoszącymi się dopiero po raz pierwszy po gałęzi czerwonych olbrzymów. Badając obfitości w analizowanej gromadzie odkryłem dwa bogate w Li olbrzymy (lewy panel na Rys. 5).

Po etapie pierwszego *dredge up* obfitość Li na powierzchni powinna się zmniejszyć, gdyż materiał z wnętrza gwiazdy, gdzie Li został zniszczony, jest wyniesiony do górnych warstw. W olbrzymach o słonecznej metaliczności obfitość Li powinna zmaleć z $A(\text{Li}) \sim 3.2$ dex do poniżej 1.5 dex.



Rysunek 5: Lewy panel: Obfitość Li jako funkcja T_{eff} . Prawy panel: stosunek C/N jako funkcja T_{eff} . Linie ciągłe przedstawiają przewidywania modeli standardowych, a linie przerywane - przewidywania modeli uwzględniających mieszanie wywołane rotacją i mieszanie termohaliczne (Lagarde et al. 2012). Linie niebieskie i czerwone dotyczą przypadku gwiazd o metaliczności słonecznej i masach odpowiednio $1.5 M_{\odot}$ i $2.0 M_{\odot}$. Czarne wypełnione koła przedstawiają dwa olbrzymy bogate w Li.

Olbrzymy bogate w Li zdefiniowane są jako te, które po etapie pierwszego *dredge up* mają $A(\text{Li}) \geq 1.50$ dex. Około 1–2% wśród znanych czerwonych olbrzymów jest bogatych w Li (np. Casey et al. 2016). Proces, który sprawia, że gwiazdy te wzbogacają się w Li nie jest jeszcze poznany. Ich stadium ewolucyjne również nie jest dobrze ustalone. W niektórych pracach pokazuje się, że większość tych gwiazd znajduje się w obszarze zgrupowania czerwonych olbrzymów (Charbonnel & Balachandran 2000; Kumar et al. 2011). W innych pracach pokazuje się, że takie gwiazdy można znaleźć wzdłuż całej gałęzi czerwonych olbrzymów (Monaco et al. 2011; Martell & Shetrone 2013).

Obserwowane obfitości C i N w olbrzymach porównane zostały do modeli teoretycznych na prawym panelu Rysunku 5. Modele przewidują, że dla olbrzymów będących na etapie pierwszego wznoszenia się po gałęzi czerwonych olbrzymów i mających $T_{\text{eff}} \sim 5000$ K, $C/N > 3$, gdyż nie zakończyły one etapu pierwszego epizodu *dredge up*. Wszystkie badane w pracy gwiazdy mają jednak $C/N \sim 1$, tj. są po etapie pierwszego epizodu *dredge up*. Konkludując, wszystkie badane olbrzymy mające $T_{\text{eff}} \sim 5000$ K znajdują się w obszarze zgrupowania czerwonych olbrzymów, co jest odpowiedzią na pytanie, które było początkową motywacją do zbadania gromady Trumpler 20.

Następnie badaliśmy olbrzymy bogate w Li. Na diagramie barwa-jasność (Rys. 4) dwa bogate w Li olbrzymy są na różnych stadiach ewolucji, jeden z nich w obszarze skoku dzielności promieniowania (ang. *luminosity bump*), drugi - w obszarze zgrupowania czerwonych olbrzymów. Z powodu głębokiej powierzchniowej warstwy konwektywnej w olbrzymach, faza wzbogacenia w Li jest prawdopodobnie krótka. Dlatego wzbogacenie w Li obserwowane na etapie skoku dzielności promieniowania nie powinno być już obserwowane na etapie ewolucji w kierunku zgrupowania czerwonych olbrzymów na diagramie barwa-jasność. Oznacza to, że najprawdopodobniej wzbogacenie w Li nastąpiło na obecnym etapie ewolucji danej obserwowanej gwiazdy.

Wyjaśnienie samowzbogacenia się w Li w olbrzymach wymagałoby procesu, który działa na dwóch różnych stadiach ewolucji. Dodatkowo, wyznaczona podobna obfitość Li w dyskutowanych olbrzymach jest zagadkowym zbiegiem okoliczności. Wyjaśnienie fenomenu olbrzymów bogatych w Li, dla których obfitość Li jest wyższa niż aktualna jego obfitość w ośrodku międzygwiazdowym, ($A(\text{Li}) \sim 3.0$), wymaga lokalnej produkcji Li. Jednakże gwiazdy w gromadzie Trumpler 20 mają $A(\text{Li}) \sim 1.5$. Powinny one zatem być albo dopiero na etapie wzbogacania się w Li albo w trakcie następującego zmniejszenia obfitości Li. Wydaje się jednak dziwnym

zbiegiem okoliczności, że oba obserwowane olbrzymy są tak samo wzbogacone w Li, pomimo różnych stadiów ewolucji.

Zaproponowaliśmy zatem scenariusz, który wyjaśnia i opisuje jednocześnie obie gwiazdy, wraz z ich różnymi etapami ewolucji i obfitościami Li. Postawiona hipoteza mówi, że zaobserwowane nadwyżki obfitości Li, w porównaniu z innymi gwiazdami gromady, są wynikiem zahamowania dodatkowych procesów mieszania. Standardowe modele ewolucyjne, które nie włączają takich procesów, przewidują obfitość Li na powierzchni $A(\text{Li}) \sim 1.5$. Dla wszystkich pozostałych olbrzymów w gromadzie obfitość Li jest poniżej tej wartości, implikując, że dodatkowe procesy mieszania są aktywowane. Jednak w gwiazdach, w których one nie występują, obfitość Li na powierzchni powinna pozostać na poziomie przewidzianym przez modele.

Możliwość wprowadzenia dodatkowych procesów mieszania była już zaproponowana wcześniej (np. Charbonnel & Zahn 2007). Miały one nie dotyczyć olbrzymów, które wcześniej były magnetycznymi gwiazdami typu Ap ciągu głównego. We wspomnianej pracy interakcja wewnętrznych procesów mieszania i pozostałych pól magnetycznych byłaby odpowiedzialna za zahamowanie tych procesów. Co ciekawe, masy gwiazd typu Ap (1.5 do 3.6 M_{\odot}) są zbliżone z masami olbrzymów w gromadzie Trumpler 20 ($\sim 1.8 M_{\odot}$). Ponadto, między 1.7 a 3.5% gwiazd typu widmowego A to gwiazdy magnetyczne typu Ap (Power et al. 2007). Jest to konsystentne ze znalezieniem dwóch takich gwiazd w próbie czterdziestu (5%), które były obserwowane w gromadzie Trumpler 20.

3 Podsumowanie

Publikacje przedstawione powyżej jako moje osiągnięcie habilitacyjne prezentują moją pracę nad stworzeniem metod wyznaczenia dokładnych zbiorów parametrów atmosferycznych i obfitości pierwiastków chemicznych w mało- i średniomasywnych gwiazdach (publikacje: P1, P2, P3). Wykorzystałem następnie dokładne obfitości w badaniach wewnętrznych procesów mieszania w tych gwiazdach (publikacje: P1, P4, P5). W szczególności publikacja P2, która powstała w kontekście Przeglądu *Gaia*-ESO, jest aktualnie moją najbardziej cytowaną publikacją (do tej pory była cytowana ponad 80 razy). Poza tym jest to fundamentalna praca dla naukowców wykorzystujących wyniki Przeglądu *Gaia*-ESO i stała się ważną referencją w dyskusjach dokładności wyników spektroskopowych w kontekście innych wielkich przeglądów i analiz spektroskopowych.

W wielu wcześniej dyskutowanych przypadkach niepewności systematyczne obfitości pierwiastków chemicznych nie pozwalały na wyciągnięcie solidnych konkluzji nt. szczegółów wewnętrznej ewolucji gwiazd. Publikacje P1 i P4 są pierwszymi, które jasno demonstrują, że obfitości Na i Al w czerwonych olbrzymach zgadzają się bardzo dobrze z przewidywaniami modeli, w których wprowadzone zostało mieszanie wywołane rotacją. Przed opublikowaniem prac P1 i P4 wyłaniający się z wyników obserwacyjnych obraz był bardzo mylący, a solidne konkluzje - niemożliwe.

Publikacja P5 opisuje odkrycie dwóch bogatych w Li olbrzymów w gromadzie otwartej Trumpler 20. W publikacji tej wykorzystaliśmy również obfitości C i N, aby potwierdzić stadium ewolucji gwiazd, które uznawano za gwiazdy obszaru zgrupowania czerwonych olbrzymów. Motywowani otrzymanymi dokładnymi obfitościami, zaproponowaliśmy scenariusz, w którym aktywność magnetyczna hamuje dodatkowe procesy mieszania, co wyjaśnia naturę obserwowanych w gromadzie bogatych w Li olbrzymów.

4 Omówienie pozostałych osiągnięć naukowo - badawczych:

Poza publikacjami przedstawionymi powyżej miałem swój wkład do innych publikacji dotyczących Przeglądu *Gaia*-ESO, w których dyskutowane są wewnętrzne procesy ewolucyjne w olbrzymach (Tautvaišienė et al. 2015; Overbeek et al. 2017; Tang et al. 2017) i karłach (Jackson et al.

2016). Uczestniczyłem również w pracach niezależnych od Przeglądu, dotyczących tej tematyki (Smiljanic et al. 2011; Pasquini et al. 2014; Drazdauskas et al. 2016).

Ponadto, od maja 2015 r. jestem kierownikiem trzyletniego projektu NCN/OPUS w dziedzinie galaktycznej archeologii. Tytuł projektu to „*A detailed view of the distinct halo stellar components with large spectroscopic surveys*”. Celem projektu jest przygotowanie próbki gwiazd poprzez odpowiednie zebranie wyników z różnych wielkich przeglądów spektroskopowych, a następnie zbadanie rozkładu obfitości pierwiastków chemicznych, parametrów kinematycznych i orbit tych obiektów, aby zrozumieć ich pochodzenie i stworzyć pełny obraz tego, jak powstało halo galaktyczne. Projekt ten jest poszerzeniem moich naukowych celów w kierunku badania różnych własności gwiazd. Wstępne wyniki tego projektu zostały już zaprezentowane na konferencji (Smiljanic & Gaia-ESO Survey Consortium 2017; Smiljanic & de Souza 2017).

Dodatkowo, niedawno byłem głównym wnioskodawcą zaakceptowanego wniosku o finansowanie organizacji konferencji naukowej w Polsce złożonego do ESO. Konferencja pt. „*A Revolution in Stellar Physics with Gaia and Large Surveys*” będzie miała miejsce w Warszawie, w terminie od 3 do 7 września 2018. Jestem jednocześnie przewodniczącym Naukowego Komitetu Organizacyjnego i Lokalnego Komitetu Organizacyjnego. Zaplanowane jest uczestnictwo nawet ok. 150 osób.

Jestem członkiem konsorcjów naukowych w dwóch projektach instrumentalnych. Pierwszy z nich to CUBES (*the Cassegrain U-band Brazilian ESO Spectrograph*). Jest to nowy spektrograf średniej rozdzielczości ($R \sim 20\,000$) w bliskim UV dla VLT. Miałem swój wkład w tzw. *Science Case Document*. Drugim projektem jest Arago, nowy pomysł na teleskop kosmiczny średniego rozmiaru wyposażony w spektropolarymetr wysokiej rozdzielczości, pracujący w zakresie UV i widzialnym. Projekt został zaproponowany do ESA jako przyszła misja klasy M.

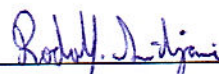
W 2015 r. otrzymałem prestiżowe trzyletnie stypendium dla wybitnych młodych naukowców z Ministerstwa Nauki i Szkolnictwa Wyższego. Często jestem recenzentem publikacji naukowych dla czasopism: *Astronomy & Astrophysics* oraz *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, w przeszłości recenzowałem również artykuły dla *Astrophysical Journal* oraz *Publications of the Astronomical Society of Japan*. Jestem zewnętrznym recenzentem wniosków obserwacyjnych dla OPTICONu (*Optical Infrared Co-ordination Network for astronomy*) od 2013 r. Niedawno zostałem zaproszony przez ESO do wzięcia udziału w ocenie wniosków obserwacyjnych w ramach tzw. OPC (*Observing Programmes Committee*) jako członek panelu w kategorii D (*Stellar Evolution*), pierwsze spotkanie odbędzie się w maju 2018 r.

Literatura

- Alves-Brito, A., Meléndez, J., Asplund, M., Ramírez, I., & Yong, D. 2010, *A&A*, 513, A35
Bouvier, J., Lanzafame, A. C., Venuti, L., et al. 2016, *A&A*, 590, A78
Boyajian, T. S., McAlister, H. A., Cantrell, J. R., et al. 2009, *ApJ*, 691, 1243
Casey, A. R., Ruchti, G., Masseron, T., et al. 2016, *MNRAS*, 461, 3336
Charbonnel, C. & Balachandran, S. C. 2000, *A&A*, 359, 563
Charbonnel, C. & Lagarde, N. 2010, *A&A*, 522, A10
Charbonnel, C. & Zahn, J.-P. 2007, *A&A*, 476, L29
de Bruijne, J. H. J., Hoogerwerf, R., & de Zeeuw, P. T. 2001, *A&A*, 367, 111
Donati, P., Cantat Gaudin, T., Bragaglia, A., et al. 2014, *A&A*, 561, A94
Drazdauskas, A., Tautvaišienė, G., Smiljanic, R., Bagdonas, V., & Chorniy, Y. 2016, *MNRAS*, 462, 794
Dutra-Ferreira, L., Pasquini, L., Smiljanic, R., Porto de Mello, G. F., & Steffen, M. 2016, *A&A*, 585, A75
Eggenberger, P., Lagarde, N., Miglio, A., et al. 2017, *A&A*, 599, A18
Fischer, D. A. & Valenti, J. 2005, *ApJ*, 622, 1102
Freytag, B., Steffen, M., Ludwig, H.-G., et al. 2012, *Journal of Computational Physics*, 231, 919
Garaud, P. & Brummell, N. 2015, *ApJ*, 815, 42
Girardi, L. 1999, *MNRAS*, 308, 818
Gonzalez, G. 1997, *MNRAS*, 285, 403

- Heiter, U., Jofré, P., Gustafsson, B., et al. 2015, A&A, 582, A49
Jackson, R. J., Jeffries, R. D., Randich, S., et al. 2016, A&A, 586, A52
Jacobson, H. R., Friel, E. D., & Pilachowski, C. A. 2007, AJ, 134, 1216
Jofré, P., Heiter, U., Soubiran, C., et al. 2014, A&A, 564, A133
Kumar, Y. B., Reddy, B. E., & Lambert, D. L. 2011, ApJL, 730, L12
Lagarde, N., Decressin, T., Charbonnel, C., et al. 2012, A&A, 543, A108
Ludwig, H.-G., Caffau, E., Steffen, M., et al. 2009, Mem. della Soc. Astron. Italiana, 80, 711
Maeder, A., Meynet, G., Lagarde, N., & Charbonnel, C. 2013, A&A, 553, A1
Magrini, L., Randich, S., Donati, P., et al. 2015, A&A, 580, A85
Magrini, L., Randich, S., Romano, D., et al. 2014, A&A, 563, A44
Martell, S. L. & Shetrone, M. D. 2013, MNRAS, 430, 611
Mashonkina, L., Gehren, T., Shi, J.-R., Korn, A. J., & Grupp, F. 2011, A&A, 528, A87
Monaco, L., Villanova, S., Moni Bidin, C., et al. 2011, A&A, 529, A90
Önehag, A., Gustafsson, B., & Korn, A. 2014, A&A, 562, A102
Önehag, A., Korn, A., Gustafsson, B., Stempels, E., & Vandenberg, D. A. 2011, A&A, 528, A85
Overbeek, J. C., Friel, E. D., Donati, P., et al. 2017, A&A, 598, A68
Palmerini, S., Cristallo, S., Busso, M., et al. 2011, ApJ, 741, 26
Pancino, E., Carrera, R., Rossetti, E., & Gallart, C. 2010, A&A, 511, A56
Pancino, E., Lardo, C., Altavilla, G., et al. 2017, A&A, 598, A5
Pasquini, L., Döllinger, M. P., Weiss, A., et al. 2007, A&A, 473, 979
Pasquini, L., Koch, A., Smiljanic, R., Bonifacio, P., & Modigliani, A. 2014, A&A, 563, A3
Pinsonneault, M. 1997, ARA&A, 35, 557
Pollack, J. B., Hubickyj, O., Bodenheimer, P., et al. 1996, Icarus, 124, 62
Porto de Mello, G. F. & da Silva, L. 1997, ApJL, 482, L89
Porto de Mello, G. F., Lyra, W., & Keller, G. R. 2008, A&A, 488, 653
Power, J., Wade, G. A., Hanes, D. A., Aurier, M., & Silvester, J. 2007, in Physics of Magnetic Stars, ed. I. I. Romanyuk, D. O. Kudryavtsev, O. M. Neizvestnaya, & V. M. Shapoval, 89–97
Rogers, T. M. & McElwaine, J. N. 2017, ArXiv e-prints, 1709.04920
Schuler, S. C., King, J. R., & The, L.-S. 2009, ApJ, 701, 837
Smiljanic, R. 2012, MNRAS, 422, 1562
Smiljanic, R. & de Souza, R. S. 2017, ArXiv e-prints, 1709.05078
Smiljanic, R., Franciosini, E., Randich, S., et al. 2016a, A&A, 591, A62
Smiljanic, R. & Gaia-ESO Survey Consortium, t. 2017, ArXiv e-prints, 1709.05088
Smiljanic, R., Gauderon, R., North, P., et al. 2009, A&A, 502, 267
Smiljanic, R., Korn, A. J., Bergemann, M., et al. 2014, A&A, 570, A122
Smiljanic, R., Randich, S., & Pasquini, L. 2011, A&A, 535, A75
Smiljanic, R., Romano, D., Bragaglia, A., et al. 2016b, A&A, 589, A115
Tang, B., Geisler, D., Friel, E., et al. 2017, A&A, 601, A56
Tautvaišienė, G., Drazdauskas, A., Mikolaitis, Š., et al. 2015, A&A, 573, A55

Warszawa, 20 października 2017


(Podpis)