Eötvös Loránd Tudományegyetem
Gothard Asztrofizikai Obszervatórium

Csillagok kémiai analízise: út a gömbhalmazok többszörös csillagpopulációinak megértéséhez

MTA doktori értekezés

Dr. Mészáros Szabolcs

csillagász
tudományos főmunkatárs

Szombathely, 2023

Tartalomjegyzék

Bevezetés **3**

1. A csillagok kémiai analízisének alapjai **5**
1.1. A csillagszínképek keletkezésének elmélete 5
1.1.1. A modellatmoszférák elmélete 5
1.1.2. A sugárzás terjedése a légkörben 7
1.1.3. Az elemgyakoriság definíciója 8
1.1.4. Modellatmoszférát számoló programok 9
1.2. Az APOGEE spektroszkópiai égboltfelmérő program 10
1.2.1. APOGEE észlelések 11
1.3. Többszörös csillagpopulációk gömbhalmazokban 12
1.3.1. Gömbhalmazfelmérések az irodalomban 14
1.3.2. A többszörös populációk fotometriája 16
1.3.3. A második generációs AGB-csillagok hiánya 17
1.3.4. Az ω Cen különös esete 18

2. Elméleti spektroszkópia **20**
2.1. Az ATLAS9- és SYNTHE-kódok automatizálása 20
2.2. Az APOGEE−ATLAS modellatmoszférák 22
2.2.1. A modellatmoszféra-rács paraméterei 22
2.2.2. Az APOGEE−ATLAS és a Castelli-Kurucz-rács összehasonlítása 24
2.2.3. A kémiai összetétel hatása a modellatmoszférára 25
2.3. A JWST fluxuskalibrációját megalapozó spektrumadatbázis létrehozása 28
2.3.1. A BOSZ-spektrumrács ismertetése 28
2.4. Összefoglalás 31

3. Az APOGEE atmoszferikus paramétereinek kalibrálása **32**
3.1. Az ASPCAP általános ismertetése 32
3.1.1. Az interpolációs módszerek ismertetése 33
3.1.2. A kalibrációs csillagok kiválasztása 35
3.2. A spektrumok interpolálása 36
3.2.1. Az interpoláció pontosságának összehasonlítása 36
3.3. A modellatmoszféra-rács hiányzó elemeinek feltöltése 41
3.4. Az SDSS−III APOGEE DR10-es adatainak kalibrációja 44
3.4.1. Effektív hőmérséklet 44
3.4.2. Fémtartalom 47
3.4.3. Felszíni nehézségi gyorsulás 50
3.4.4. Az α, C és N elemek gyakorisága 55
3.5. Összefoglalás 57

4. Többszörös csillagpopulációk az északi gömbhalmazokban **60**
4.1. A MOOG automatizálása . . . 60
4.1.1. Halmaztagság meghatározása . . . 60
4.1.2. Fő atmoszférikus paraméterek meghatározása . . . 61
4.1.3. Az abszorpciós vonalak illesztése . . . 62
4.1.4. Az elemgyakoriságok hibabecslése . . . 66
4.2. Tíz északi gömbhalmaz első homogén felmérése . . . 68
4.2.1. Összehasonlítás az irodalmi adatokkal . . . 68
4.2.2. Az elemgyakoriságok hőmérsékletfüggése . . . 69
4.2.3. Az elemgyakoriságok halmazokon belüli szórása . . . 72
4.2.4. Többszörös csillagpopulációk azonosítása . . . 75
4.2.5. Az Al-Mg antikorreláció . . . 76
4.2.6. Az N-C antikorreláció . . . 79
4.3. Összefoglalás . . . 83

5. A gömbhalmazok HRD-jének és kémiai összetételének kapcsolata **85**
5.1. A fotometriai és kémiai információ kombinálása . . . 85
5.2. Második generációs AGB-csillagok felfedezése . . . 87
5.2.1. Második generációs AGB-csillagok az M92-ben . . . 88
5.3. A CMD kémiai függésének vizsgálata . . . 89
5.3.1. A földi fotometria és a kémiai összetétel kapcsolata . . . 89
5.3.2. A HST-fotometria és a kémiai összetétel kapcsolata . . . 91
5.3.3. A CMD és kémiai összetétel kapcsolatának lehetséges magyarázata . . . 96
5.4. Összefoglalás . . . 97

6. Gömbhalmazok kémiai összetételének legkiterjedtebb felmérése **98**
6.1. Csillagok atmoszferikus paramétereinek meghatározása . . . 98
6.1.1. Halmaztagság felülvizsgálata . . . 98
6.1.2. Új elemgyakoriságok a BACCHUS-kóddal . . . 100
6.1.3. Az APO- és az LCO-észlelések összehasonlítása . . . 103
6.2. A déli és északi gömbhalmazok együttes tanulmányozása . . . 103
6.2.1. A fémesség új skálájának és szórásának vizsgálata . . . 105
6.2.2. Az Al-Mg antikorreláció . . . 109
6.2.3. A K-Mg antikorreláció és az FG/SG-csillagok aránya . . . 115
6.2.4. Az Al szórásának vizsgálata . . . 117
6.2.5. Az N-C antikorreláció . . . 123
6.3. Összefoglalás . . . 128

7. Az ω Cen többszörös csillagpopulációinak vizsgálata **130**
7.1. A halmaztagság meghatározása . . . 130
7.2. Az ω Cen csillagpopulációi . . . 132
7.2.1. A fémesség eloszlása . . . 132
7.2.2. Az ω Cen Al-Mg antikorrelációja . . . 133
7.2.3. Többszörös csillagpopulációk azonosítása . . . 135
7.2.4. Az ω Cen N-C antikorrelációja . . . 137
7.2.5. Összehasonlítás a Tejútrendszerrel és más gömbhalmazokkal . . . 140
7.3. Összefoglalás . . . 145

Köszönetnyilvánítás **146**

Irodalomjegyzék **147**

Bevezetés

A csillagászati spektroszkópia az elmúlt néhány évtizedben hihetetlen fejlődésen ment keresztül. Az 1990-es és a 2000-es évek elején a csillagszínképek kialakulásának és a csillaglégkörök szerkezetének elméleti modellezésében bekövetkező fejlesztések lehetővé tették a színképekben megfigyelhető abszorpciós vonalak alakjának pontosabb leírását és megértését. A 2010-es években induló nagy felbontású spektroszkópiai égboltfelmérő programok már több százezer csillagról készítettek nagy jel/zaj arányú, nagyon jó minőségű spektrumokat. Ennek a két fejleménynek következményeként a csillagok színképéből kinyerhető fizikai információk, az effektív hőmérséklet, a felszíni nehézségi gyorsulás, a fémtartalom és a kémiai elemek koncentrációjának meghatározása a korábbiaknál sokkal pontosabbá vált.

A csillagászati spektroszkópia iránti érdeklődésem még a Szegedi Tudományegyetemen folytatott tanulmányaim alatt alakult ki Dr. Vinkó József témavezetőm irányításával. Bár diplomamunkámat még érintkező kettőscsillagok fejlődésének modellezéséből írtam 2004-ben, a PhD dolgozatomban már gömbhalmazbeli vörös óriás csillagok tömegvesztésének meghatározásával foglalkoztam (Mészáros et al., 2008, 2009a,b). Erre a Harvard-Simthsonian Center for Astrophysics (CfA) predoktori hallgatójaként volt lehetőségem Dr. Andrea Dupree témavezetésével 2005 és 2008 között. A CfA-ban eltöltött években megismerkedtem a nagy felbontású Hectochelle (Szentgyorgyi et al., 2011) spektrográf adatainak kiredukálásával és a Hα vonal elméleti modellezésével, amelyet csak a lokális termodinamikai egyensúly hiányának (NLTE) feltételezésével és a PANDORA (Avrett & Loeser, 2003) nevű kód segítségével lehetett elvégezni. Utóbbiban Dr. Eugene Avrett és Dr. Robert Kurucz nyújtott nélkülözhetetlen segítséget.

Első posztdoktori ösztöndíjamat 2010-ben nyertem a kanári-szigeteki Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC) intézetbe, hogy a már előkészítés alatt álló Sloan Digital Sky Survey (SDSS) harmadik fázisában (Eisenstein et al., 2011) induló APOGEE spektroszkópiai égboltfelmérő programban (Majewski et al., 2017) dolgozzak Dr. Carlos Allende Prieto vezetése alatt. Ez az ösztöndíj lehetővé tette, hogy az SDSS teljes jogú tagjaként, nem nyilvános adatokat elérve a CfA-ban szerzett tudásomat tovább kamatoztathassam, és színképek modellezésével a csillagok fizikai paramétereinek meghatározásán dolgozhassak. Posztdoktori kutatásomat a mai napig az SDSS-ben elvégzett munka határozza meg, mivel nemcsak a harmadik fázisban (2009−2015 Eisenstein et al., 2011) dolgozhattam teljes jogú tagként, hanem az SDSS−IV-ben (2015−2020 Blanton et al., 2017) és az SDSS−V-ben (Kollmeier et al., 2017) is, amely 2020-ban indult, és 2027-ig tart. Kutatásaimat 2014 végétől Dr. Szabó M. Gyula meghívására az ELTE Gothard Asztrofizikai Obszervatóriumban végzem. Értekezésem az SDSS−III-ban és az SDSS−IV-ben eltöltött közel 11 év (2010-től 2021-ig) eredményeit tekinti át, ezeknek nagy része nem nyilvános SDSS-adatok felhasználásával született.

Az APOGEE fő célkitűzése a Tejútrendszert alkotó csillagok kémiai összetételének meghatározása, ezzel pedig Galaxisunk kinematikai, dinamikai és kémiai fejlődésének alaposabb megismerése volt. Ezt a csillagok megfigyelt színképének elméleti modellekkel történő illesztéséből kapott fizikai paraméterek segítségével lehetett elérni. Első feladatom az SDSS-ben az illesztés mögötti elméleti modellatmoszféra-rács megalkotása volt (Mészáros et al., 2012), amely a mai napig az egyik legnagyobb ilyen elérhető adatbázis. Később ezekre a modellatmoszférákra építve a Space Telescope Science Institute (STScI) kutatóival együttműködve kiszámoltam a James Webb-Űrtávcső (JWST) műszereinek fluxuskalibrációjához szükséges elméleti spektrumadatbázist (Bohlin et al., 2017). A 2. fejezetben részletezem az elméleti spektroszkópiával kapcsolatos eredményeimet.

Az APOGEE 2013-as adatpublikálása volt az első, nagy felbontású spektroszkópiai égboltfelmérő program által közzétett és szabadon elérhető adatbázis, amely közel 30 000 csillag fizikai paramétereit és kémiai összetételét tartalmazta. Az APOGEE munkatársaként az volt a feladatom, hogy a publikussá tett atmoszferikus paraméterek (effektív hőmérséklet, felszíni nehézségi gyorsulás és metallicitás) értékeit APOGEE-tól független adatforrások alapján kalibráljam (Mészáros & Allende Prieto, 2013; Mészáros et al., 2013). A kalibráció részleteit a 3. fejezetben ismertetem. Ez a munka kitűnő lehetőséget teremtett ahhoz, hogy elsajátíthassam a csillagok kémiai összetételének meghatározási módszereit, amelyeket később a gömbhalmazok fejlődésének tanulmányozásakor hasznosítottam.

Ma már tudjuk, hogy minden gömbhalmazban legalább két csillagpopulációt figyelhetünk meg. A korábban keletkezett első populáció csillagaiban több C, O, Mg és kevesebb N, Na, Al található, míg a később keletkezett második generációs csillagok szegények C-ben, O-ban, Mg-ban, de gazdagak N-ben, Na-ban és Al-ban. Ez arra utal, hogy valamilyen folyamat feldúsította az utóbbi elemekkel azt a csillagközi felhőt, amiből a második generáció tagjai keletkeztek, de ennek pontos folyamatát még ma sem ismerjük.

2014 körül kezdtem el azon dolgozni, hogy az APOGEE segítségével homogén módon fel tudjam térképezni az összes fényes gömbhalmaz kémiai összetételét, ami segíthet megérteni, hogy miért is alakultak ki bennük többszörös csillagpopulációk. Bár a déli égboltról megfigyelhető gömbhalmazok csillagairól készült korábban részletes kémiai analízis, az északi halmazokra nem volt elérhető hasonló tanulmány az APOGEE előtt. A 4. fejezetben ismertetem, hogyan végeztem el az első homogén módon kivitelezett felmérést az északi halmazokról (Mészáros et al., 2015), amelynek eredményeként bizonyítékot találtam arra, hogy nagy valószínűséggel fémszegény aszimptotikus óriásági (AGB) csillagok is szerepet játszottak a második generációs csillagokban megfigyelhető magasabb Al koncentráció kialakulásában. Az 5. fejezetben a spektroszkópiai adatok fotometriai információval történő összevetését tárgyalom. Ennek segítségével sikerült felfedezni azon második generációs AGB-csillagokat, amelyek létezésére korábban megfigyelési bizonyíték nem volt elérhető (García-Hernández et al., 2015; Mészáros et al., 2018).

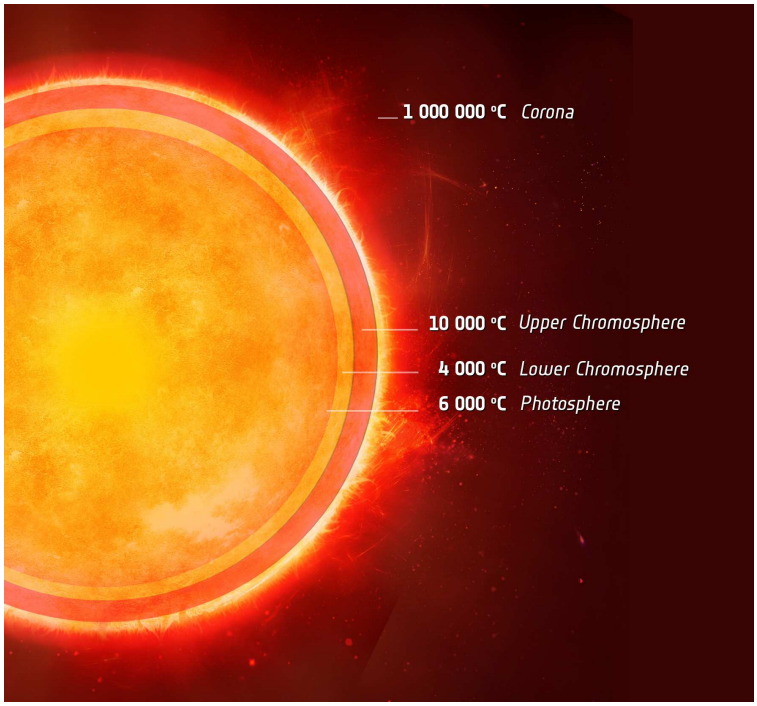
Az SDSS−IV részeként az APOGEE program 2015 után már a déli gömbhalmazokat is elérte, így lehetőségem nyílt vezetni a valaha elkészített legnagyobb, gömbhalmazokat célzó kémiai felmérést, amelynek részletei a 6. fejezetben olvashatóak. Ennek során 31 gömbhalmaz 2283 csillagának kémiai összetételét vizsgáltam a Tejútrendszer kémiai fejlődését is figyelembe véve (Masseron et al., 2019; Mészáros et al., 2020). A homogén felmérés tette lehetővé, hogy a halmazok kémiai összetételének eloszlását egymáshoz viszonyítva tudjam tárgyalni. Ez vezetett ahhoz a felismeréshez, hogy a gömbhalmazok Al-tartalmának eloszlása nagy tartományokat fed le, és azt a Tejútrendszer fejlődése is befolyásolta. Sikerült megerősítenem azt az elképzelést, hogy az ω Cen és az NGC 2808 valószínűleg a Tejútrendszer által befogott, vagy azzal kölcsönhatásba lépett csillaghalmazok. Az ω Cen-ben hét csillagpopulációt sikerült azonosítanom (Mészáros et al., 2021), és bizonyítékot találtam arra, hogy a halmazban keletkezett legelső és legfémszegényebb csillagok belsejében 70 millió K felett ment végbe a Mg-Al fúzió.

Dolgozatom első fejezetében röviden ismertetem a téma szakirodalmi hátterét. Az eredményeimet a 2−7. fejezetek tartalmazzák, amelyek ábrái és táblázatai mind saját készítésűek, és az eredeti, publikációkban megjelent formájukban kerülnek bemutatásra. Az egyes fejezetek elején röviden ismertetem hozzájárulásomat a dolgozathoz felhasznált referált publikációkhoz. A fejezeteket három logikailag elkülöníthető részre bontottam. Az első az alkalmazott módszerek bemutatásáról szól, a másodikban az eredményeim részletes ismertetésére kerül sor (ez több alfejezetből is állhat), a harmadik alfejezet pedig rövid összefoglalást ad, kiegészítve a irodalomra gyakorolt hatás rövid bemutatásával. A dolgozatban összesen 89 ábra, 23 táblázat, 27 képlet és 265 egyedi hivatkozás található. A dolgozatban bemutatott 12 publikációból 8 az SDSS−III és −IV nem nyilvános adatainak felhasználásával készült (Mészáros et al., 2013, 2015, 2020, 2021; Ahn et al., 2014; García-Hernández et al., 2015; Masseron et al., 2019; Jönsson et al., 2020).

1. fejezet

A csillagok kémiai analízisének alapjai

1.1. A csillagszínképek keletkezésének elmélete



1.1. ábra. *A Nap légkörének vizualizációja. Forrás: ESA*

A csillagok megfigyelt színképének modellezésével meg lehet határozni az effektív hőmérsékletüket ($T_{\rm eff}$), felszíni nehézségi gyorsulásukat (log g), fémtartalmukat ([M/H]), és egyes elemek gyakoriságát is. Ehhez három dologra van szükség: (1) egy modellatmoszférára, amely leírja a légkör alapvető fizikai viszonyait (hőmérséklet, nyomás, szabad elektronok száma, stb.) a magasság függvényében, (2) egy spektrumszintézis-kódra, ami az atmoszféra modelljét felhasználva kiszámolja a csillag színképét, és (3) egy vonallistára, amely tartalmazza minden figyelembe vett kémiai elem atomfizikai paramétereit. Ez utóbbi nemcsak a színkép kiszámolásához szükséges, hanem a modellatmoszféra-számításhoz is. Ebben a fejezetben a modellatmoszférákkal és a spektrumszintézissel kapcsolatos, a dolgozatban is gyakran használt kifejezéseket definiálom.

1.1.1. A modellatmoszférák elmélete

A csillagok légkörét általában három részre lehet bontani: fotoszféra, kromoszféra, korona (1.1. ábra). Mivel a dolgozatban vizsgált kémiai elemek abszorpciós vonalai a fotoszférában keletkeznek, csak ennek a modellezésével kapcsolatos alapfogalmakat vezetem be. A fotoszféra modellezését általában egydimenziós (1D) közelítésben végezzük, amely jelentősen egyszerűsíti a számításokat, mivel csak a magasság függvényében kell megadni a légkör fizikai paramétereit, a hőmérsékletet, nyomást és a szabad elektronok számát. A fotoszféra csak néhány száz km vastagságú, ami elhanyagolható a csillag sugarához képest, ezért általában a plánparalel közelítést alkalmazzuk, amelynek lényege, hogy a légkört egy vékony sík rétegként közelítjük. Ez a közelítés megfelelő eredményt ad fősorozati és kisebb vörös óriás csillagok (RGB) esetében, azonban a kiterjedt fotoszférával rendelkező aszimptotikus óriásági csillagoknál (AGB) már a bonyolultabb szferikus esetet érdemes használni, amiben a csillaglégkör fizikai

paramétereit gömbi koordinátákban adják meg.

A fotoszféra modellezésében számos egyéb egyszerűsítést is szoktak alkalmazni. Általában feltesszik, hogy az atmoszféra homogén, mindenhol azonos kémiai összetételű, és időben nem változik. A következő egyszerűsítés a hidrosztatikai egyensúly feltételezése, amelyben a gravitáció tart egyensúlyt a gáz által kifejtett nyomással (a sugárnyomás elhanyagolásával):

$$\frac{dP}{dr} = -\rho g \ , \tag{1.1}$$

ahol P a nyomás, r a távolság és g a nehézségi gyorsulás.

Ha feltételezzük, hogy az atmoszféra ideális gázként viselkedik, akkor a fenti egyenletből levezethető a barometrikus magasságformula:

$$P(r) = P_0 \cdot e^{-\frac{\mu g}{\tilde{R}T} r} \ , \tag{1.2}$$

ahol P_0 a légkör alján fellépő nyomás, $\tilde{R}$ a gázállandó, és μ az átlagos molekulasúly. A nyomáshoz hasonlóan írhatjuk fel a sűrűségre (ρ) vonatkozó képletet is:

$$\rho(r) = \rho_0 \cdot e^{-\frac{\mu g}{\tilde{R}T} r} \ , \tag{1.3}$$

ahol ρ_0 a sűrűség a légkör alján.

A tömegkontinuitási egyenlettel kiszámolható a csillag teljes tömege (M):

$$\frac{dM}{dr} = 4\pi r^2 \rho \ . \tag{1.4}$$

A távolság helyett gyakran az optikai mélységet használjuk a fenti egyenletekben. A τ_λ optikai mélységet a $d\tau_\lambda = -\kappa_\lambda dr$ egyenlettel definiáljuk, ahol r a légkör mélysége, κ_λ pedig az opacitás. Az opacitás természetesen frekvenciafüggő, ezért az egyszerűség kedvéért be szokták vezetni a Rosseland-féle átlagos opacitást (κ_R), amelynek definíciója a következő:

$$\frac{1}{\kappa_R} = \int_0^\infty \frac{1}{\kappa_\nu} \frac{dB_\nu}{dr} d\nu \cdot \left(\int_0^\infty \frac{dB_\nu}{dr} d\nu \right)^{-1} \ , \tag{1.5}$$

ahol B_ν a Planck-függvény, ν a frekvencia. Másik fontos egyszerűsítés a sugárzási egyensúly feltételezése. A sugárzási egyensúly akkor teljesül, ha feketetest-sugárzó objektumról beszélünk, ekkor a monokromatikus intenzitás felírható a Planck-függvény segítségével:

$$I_\nu = B_\nu = \frac{2h\nu^3}{c^2} \cdot \frac{1}{e^{h\nu/kT} - 1} \ , \tag{1.6}$$

ahol h a Planck-állandó, c a fénysebesség, ν a fény frekvenciája, és T pedig a hőmérséklet. Sugárzási egyensúlyban szintén teljesül Kirchhoff törvénye, amely azt mondja ki, hogy az emissziós és abszorpciós koefficiensek aránya a Planck-függvénnyel egyenlő:

$$\frac{\varepsilon_\nu}{\kappa_\nu} = B_\nu \tag{1.7}$$

ahol ε_ν az emissziós és κ_ν az abszorpciós koefficiens. A részecskék közötti ütközések számának kiszámolásához ismerünk kell azok sebességeloszlását. Sugárzási egyensúlyban a részecskék sebességeloszlása a Maxwell−Boltzmann-eloszlással írható le:

$$f_\nu = 4\pi\nu^2 \cdot \left(\frac{m}{2\pi kT} \right)^{\frac{3}{2}} \cdot e^{-\frac{mv^2}{2kT}} \tag{1.8}$$

ahol v a sebesség, m a részecskék tömege. Az 1D modellatmoszférákban (a színképek számolásánál szintén) be kell még vezetni a mikroturbulens sebességet (v_{mikro}), mert az észlelt Doppler-kiszélesedés

nagyobb, mint amit a Maxwell−Boltzmann-eloszlásból várnánk. A hőmozgásból származó sebesség a következőképpen módosul a v_{mikro} jelenlétében:

$$v = \sqrt{\frac{2kT}{m} + v_{\mathrm{micro}}} \ . \tag{1.9}$$

A mikroturbulens sebesség empirikus paraméter, értékét általában a vas abszorpciós vonalainak szélességéből határozzák meg. Mikroturbulencia esetén a turbulens cella mérete kisebb, mint a foton szabad úthossza, és fizikai jelentése nincs.

A valóságban természetesen a csillagok közel sem feketetest-sugárzók, hiszen energia áramlik a csillag közepétől egészen a légkörön túlra, amit a hőmérséklet gradiense hajt. Ha feltesszük, hogy a sugárzási egyensúly teljesül az atmoszféra egy vékony szeletére, azaz a dT/dr gradiens megfelelően kicsi, akkor lokális termodinamikai egyensúlyról (LTE) beszélünk. Ez annyit jelent, hogy az atmoszférát végtelen sok dr vastagságú szeletre bontjuk, és az egyes szeleteken belül a hőmérsékletet állandónak vesszük, így a fenti egyenletek LTE esetén igazak lesznek minden egyes szeletre. Az LTE jól használható A, F, G, K és M színképtípusú csillagoknál, illetve viszonylag nagy sűrűségű légkör esetében, azonban O és B színképtípusú csillagoknál már nem alkalmazható. A dolgozatban bemutatott összes eredmény LTE közelítéssel készült.

1.1.2. A sugárzás terjedése a légkörben

Az elméleti spektrumok kiszámításának legegyszerűbb módja a probléma egydimenziósra történő egyszerűsítése. A másik gyakran alkalmazott feltételezés az, hogy a csillag lokális termodinamikai egyensúlyban van. Az 1D modellek alkalmazásánál bizonyos paramétereket előre megadnak, ilyen például a konvektív áramlás és a mikroturbulens sebesség. Az LTE-közelítés alkalmazása lehetővé teszi, hogy viszonylag rövid számítási idő mellett kapjunk egy olyan spektrumot, amely kellően jól leírja egy adott paraméterekkel rendelkező csillag észlelt színképét. Összetettebb számoláshoz háromdimenziós magnetohidrodinamikai szimulációk szükségesek, amelyekben már a csillag mágneses terét is számításba veszik, azonban a számítási nehézségek miatt csak kevés ilyen csillagspektrum érhető el az irodalomban.

Mivel a csillag fotoszférájában (ahol a spektrumvonalak jelentős része keletkezik) az energia továbbításában a sugárzási folyamatok dominálnak, a spektrumszintézishez használt kódok mind a radiatív transzferegyenletet oldják meg. A plánparalel atmoszférában ezt az egyenletet a következőképpen lehet felírni:

$$\mu \frac{dI_\lambda}{d\tau_\lambda} = I_\lambda - S_\lambda \ , \tag{1.10}$$

ahol λ a hullámhossz, I_λ a monokromatikus intenzitás, S_λ a forrásfüggvény, $\mu = \cos\,\Theta$, ahol Θ a felszín normálisa és a megfigyelési irány közötti szög. A forrásfüggény általános alakja:

$$S_\lambda = \frac{\chi_\lambda J_\lambda + j_\lambda}{\kappa_\lambda + \chi_\lambda} \ , \tag{1.11}$$

ahol j_λ az emissziós koefficiens, κ_λ az opacitás, χ_λ a szórási koefficiens, J_λ pedig az átlagos intenzitás. Ha feltesszük, hogy a csillagra igaz az LTE-közelítés, akkor a forrásfüggvény egyenlő lesz a Planck-függvénnyel.

A radiatív transzferegyenlet megoldásához ismernünk kell a légkör opacitását, valamint az emissziós és szórási koefficienst. Az opacitás az abszorpciós koefficiensen keresztül kapcsolódik a radiatív transzferegyenletbe: $\kappa_\lambda = \chi_\lambda/\rho$, ahol ρ a sűrűség. Ezt a három fizikai mennyiséget a vonallista segítségével lehet kiszámolni, ami a különböző energiaszintek közötti átmenetek kvantummechanikai paramétereit tartalmazza. Az opacitás kiszámítása igényli a legtöbb számítási időt, mivel a molekulavonal-listák, de az atomi vonallisták is, akár több tízmillió átmenet paramétereit is tartalmazhatják.

Az opacitás több komponensre bontható. A kontinuumopacitáshoz tartoznak azon atomi és molekuláris átmenetek, amelyeknek nincsen diszkrét hullámhosszuk, ezek közé tartozik a kötött-szabad átmenet, a fékezési sugárzás és a Thompson-szórás. A másik típus a vonalopacitás, amely a kötött energiaszintek közötti diszkrét átmenetek energiaelnyeléséből vagy kibocsátásából származik (kötött-kötött átmenet).

LTE esetén az atomi és molekuláris eloszlások kiszámíthatóak a Saha- és Boltzmann-egyenletekből, amelyek statisztikus fizikai alapokon nyugszanak. A kötött-kötött átmenethez szükséges tudnunk, hogy hány atomban tartózkodik az elektron az egyes energiaszinteken, ezt a Boltzmann-egyenlet adja meg:

$$\frac{N_n}{N_0} = \frac{g_n}{g_0} \cdot e^{-\frac{E_n - E_0}{kT}} \ , \tag{1.12}$$

ahol N_n az n-edik energiaszinten lévő atomok, N_0 az alapállapoti energiaszinten lévő atomok száma, g_n és g_0 az n-edik, illetve alapállapoti energiaszint statisztikus súlya, E_n és E_0 az n-edik és az alapállapoti szint energiája, k a Boltzmann-állandó, T pedig a hőmérséklet. A statisztikus súly a degenerációt is figyelembe véve adja meg, hogy mekkora valószínűséggel tartózkodik az elektron az adott energiaszinten. Ha az összes semleges atomhoz viszonyítunk, akkor a Boltzmann-egyenlet a következő formát ölti:

$$\frac{N_n}{N^0} = \frac{N_n}{N_0} \frac{g_0}{z(T)} \ , \tag{1.13}$$

ahol $N^0 = N_1 + N_2 + N_3 + ...$ az összes energiaszinten lévő atomok száma, $z(T)$ pedig az ún. partíciós függvény, amely megadja az összes lehetséges átmenet statisztikus súlyának és a hőmérsékleti tagnak a szorzatát:

$$z(T) = g_0 + g_1 e^{\varepsilon_1/kT} + g_2 e^{\varepsilon_2/kT} + ... \ , \tag{1.14}$$

ahol $\varepsilon_n = E_n - E_0$.

A teljes színkép kiszámolásához figyelembe kell venni a kötött-szabad és a szabad-szabad átmeneteket is, ehhez pedig tudni kell azt, hogy az atmoszférában mennyi szabad elektron található. Ezt a Saha-egyenlettel lehet kifejezni, amely megadja az ionizált atomok számát a semleges atomok számához viszonyítva:

$$\frac{N_e N^+}{N^0} = \frac{2}{h^3} \frac{z^+(T)}{z(T)} (2\pi m_e kT)^{\frac{3}{2}} e^{\frac{-\zeta}{kT}} \ , \tag{1.15}$$

ahol N_e a szabad elektronok száma, N^+ az atomgyökök száma, N^0 a neutrális atomok száma a rendszerben, ζ az ionizációs energia, z^+ az ionizált atomok állapotösszege, h a Planck-állandó, m_e pedig az elektron tömege. A populációk, a vonallista és a modellatmoszféra ismeretében a radiatív transzfer-egyenlettel kiszámítható a csillag színképe. A színképben megjelenő abszorpciós vonalak alakját több vonalkiszélesedési mechanizmus is befolyásolhatja, ilyen a természetes, a nyomási, a forgási, a mikro- és makroturbulens, és a kémiai összetétel miatt kialakuló vonalkiszélesedés.

1.1.3. Az elemgyakoriság definíciója

A csillagászatban a kémiai összetételt többféleképpen is definiálják. Az X elem atomjainak számát (A_X) a hidrogén atomjainak számához viszonyítva a következőképpen adjuk meg:

$$A_X = N_X / N_H \ , \tag{1.16}$$

ahol N_X az adott X elem, N_H pedig a hidrogénatomok száma egységnyi térfogatelemben. Megállapodás szerint a Napban $\log_{10} N_H = 12,0$. Az X elem abszolút elemgyakoriságát ([X/H]) a következő képlettel szokás megadni:

$$[\mathrm{X/H}] = \log_{10}\left(\frac{N_\mathrm{X}}{N_\mathrm{H}}\right)_\mathrm{csillag} - \log_{10}\left(\frac{N_\mathrm{X}}{N_\mathrm{H}}\right)_\mathrm{Nap} . \tag{1.17}$$

Tehát a Nappal megegyező kémiai összetételű csillag abszolút elemgyakorisága 0. A fémességet még ma is gyakran a Fe vonalak illesztéséből állapítják meg, és a következőképpen definiálják:

$$[\mathrm{Fe/H}] = \log_{10}\left(\frac{N_\mathrm{Fe}}{N_H}\right)_\mathrm{csillag} - \log_{10}\left(\frac{N_\mathrm{Fe}}{N_H}\right)_\mathrm{Nap} . \tag{1.18}$$

Szigorúan tekintve ez csak a vas abszolút elemgyakoriságát adja meg, de az elméleti számítások során gyakran ezzel az értékkel skálázzák az összes többi elemet. A fémességnél minden héliumnál nehezebb elem hozzájárulását figyelembe vesszük. A fémességet meg lehet kapni a teljes spektrum illesztéséből is, ez elméletben pontosabb értéket ad a fémtartalomra, hiszen a csillag összes olyan eleméről ad információt, amelyeknek az adott hullámhossztartományban van észlelhető abszorpciós vonaluk. A relatív elemgyakoriságot ([X/M]) a fémtartalom ismeretében definiálhatjuk:

$$[\mathrm{X/M}] = [\mathrm{X/H}] - [\mathrm{M/H}] \tag{1.19}$$

Az [M/H] tehát egy olyan faktor, amellyel a Nap kémiai összetételét skálázzuk, és egyedi elemek esetében ettől a skálázott összetételtől való eltérést adjuk meg az [X/M] relatív elemgyakorisággal. Fontos megjegyezni, hogy a gyakorlatban [Fe/H] és [M/H] hibahatáron belül megegyezik, és gyakran egymás alternatívájaként használják. Mivel az APOGEE a fémességet a teljes spektrum illesztéséből kapja, így ebben a dolgozatban az [M/H]-t használom, kivéve ha ténylegesen a vasvonalakból származó fémességet tudtam csak meghatározni (lásd 4.−7. fejezet).

1.1.4. Modellatmoszférát számoló programok

Csillagok atmoszférájának modellezését számos programmal el lehet végezni. Ezek közül a legismertebb Robert Kurucz és Fiorella Castelli által fejlesztett ATLAS-kódcsalád (Kurucz, 1979), és a MARCS-csoport által készített MARCS-kód (Gustafsson et al., 1975; Plez et al., 1992; Gustafsson et al., 2008). Az APOGEE számára mindkét programmal készítettünk modellatmoszférákat (Mészáros et al., 2012), azonban a MARCS-számításokat nem én végeztem, ezért ebben a dolgozatban csak röviden ismertetem ezeknek a modellek fizikai hátterét. A MARCS-modellek 1-D plánparalel és szferikus változatban is elérhetők, ez utóbbit csak az óriás csillagok esetében használjuk ($\log g < 3{,}5$). A MARCS-modellek számítása során minden modellhez külön számolják az opacitást, amit összesen 100 000 helyen mintavételeznek, ezért a számítási idő jelentős. A MARCS modellek szabadon letölthetők a csoport honlapjáról[1], azonban a forráskód nem nyilvános.

Az ATLAS-t széles körben használják univerzális LTE 1-D plánparalel légkörmodellként, és a MARCS-al ellentétben a forráskód is szabadon elérhető Robert Kurucz honlapjáról[2]. Az ATLAS9 (Kurucz, 1993) a vonalak opacitásait úgynevezett opacitáseloszlás-függvényekkel (ODF) írja le, ami nagyban leegyszerűsíti az algoritmust, és lecsökkenti a számítási időt (Strom & Kurucz, 1966; Kurucz, 2005; Castelli, 2005b). Az ODF-ket csak egy bizonyos kémiai összetételhez kell kiszámítani, majd minden azonos elemgyakoriságú T_eff és $\log g$-hez ugyanazt az ODF-t lehet használni, jelentősen lerövidítve ezzel a számolási időt.

Egy ATLAS9-modell kiszámításánál az első lépés a vonal opacitásának táblázatba foglalásából áll, amelyet a hőmérséklet és a gáznyomás függvényében adnak meg egy kisebb hullámhossz-intervallumban, de a végső ODF-táblázat lefedi a teljes hullámhossztartományt az ultraibolya sugárzástól a távoli infravörösig. Számítási okokból mindegyik intervallumban a vonal opacitását nem a hullámhossz, hanem a vonalerősség szerint állítják sorba. Az ODF-táblázatokat elviekben minden

[1] https://marcs.astro.uu.se/

[2] http://kurucz.harvard.edu/

egyes kémiai összetételhez és mikroturbulens sebességhez külön ki kellene számolni, de a gyakorlatban általában csak a metallicitás és mikroturbulens sebesség nagyobb lépésközeire készítünk ODF-ket. Míg az ODF-ek kiszámítása nagyon időigényes, az egyedi modellatmoszféra-fájlokat és az ebből származó energiaeloszlás-függvényeket már rövid idő alatt ki lehet számítani, ha a szükséges ODF-táblázatok rendelkezésre állnak. Az ATLAS9 a konvektív energiaszállítást a keveredésihossz-modell segítségével kezeli.

A MARCS-hoz hasonlóan az ATLAS12 (Kurucz, 2005; Castelli, 2005a) már számolás közben összesen 30 000 helyen mintavételezi az opacitást (OS-módszer). Ezért az ATLAS12 sokkal lassabb, mint az ATLAS9, viszont tetszőleges kémiai összetételre pontosan meg lehet kapni az opacitást. Az ATLAS9 és az ATLAS12 is plánparalel közelítést használ, de Lester & Neilson (2008) kifejlesztette ezeknek a kódoknak a gömbi koordinátákat használó verzióját is, amiket SATLAS_ODF (szférikus ATLAS9) és SATLAS_OS-nek (szférikus ATLAS12) hívnak. Jelenleg egyik gömbi koordinátát használó programhoz sem érhetőek el kiterjedt modellatmoszféra-adatbázisok. A nagy felbontású spektrumot a radiatív transzferegyenlet megoldásával és a korábban kiszámolt modellatmoszféra felhasználásával a SYNTHE nevű programmal (Kurucz & Avrett, 1981) lehet előállítani.

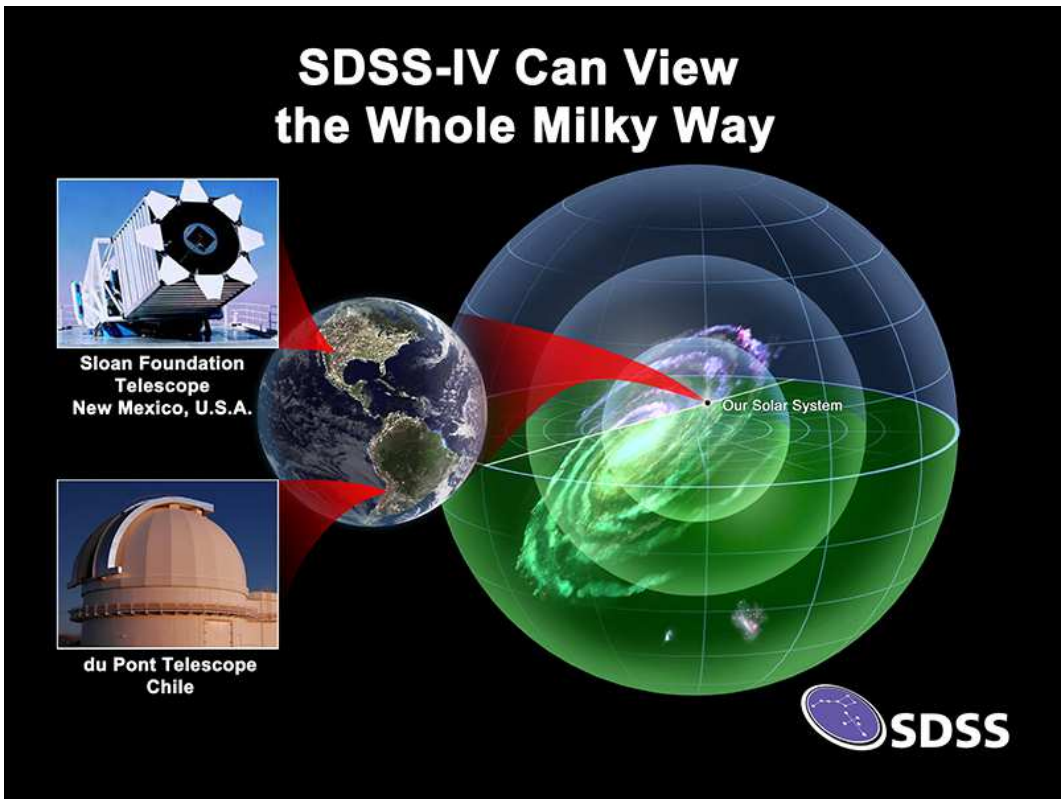
A számítások megkönnyítése érdekében gyakran több, a fizikai alapparaméterekben ($T_{\rm eff}$, log g, [M/H], stb.) egyenlő lépésközökben mintavételezett modelleket hoznak létre. Ezeknek a modelleknek az összességét az irodalomban modellatmoszféra-rácsnak szokták hívni. Kevésbé kiterjedt ATLAS9 ODF-ek és modellatmoszféra-rácsok 2012 előtt is elérhetőek voltak online. A Castelli & Kurucz (2003) által kiszámolt adatbázisban 29 különböző kémiai összetételhez összesen 13804 modell érhető el Fiorella Castelli honlapjáról[3]. Ez a rács a Nap Grevesse & Sauval (1998) által publikált kémiai összetételt használta. Kirby (2011) szintén publikált egy ATLAS9-rácsot, de az egy még régebbi Nap referenciaelemgyakoriságokat használt (Anders & Grevesse, 1989). A 2000-es években a Nap összetételének meghatározásához szükséges modellekben jelentős fejlődés ment végbe, és a Nap kémiai összetételére vonatkozó újabb táblázatok (Asplund et al., 2005; Grevesse et al., 2007; Asplund et al., 2009) olyan nagy mértékben változtak, hogy a hatásaik már a modellatmoszférák struktúrájában is megjelentek, ezért ezek az adatbázisok jelentős frissítésre szorultak.

1.2. Az APOGEE spektroszkópiai égboltfelmérő program

A csillagok keletkezése és fejlődése a csillagászat legérdekesebb kutatási területeinek számít. A csillagok belsejében végbemenő folyamatokat azonban csak a felszínükről érkező fény tanulmányozásával lehet vizsgálni. A csillagok fejlődésébe betekintést engedő egyik legfontosabb információ a felszínük kémiai összetétele, amely elsősorban a csillagközi felhő kezdeti összetételét tükrözi, bár bizonyos elemek esetén (C, N) ezt a magban történő termonukleáris fúzió által termelt elemeknek a vörösóriás-ági fejlődés során történő felszínre kerülése enyhén módosíthatja. Tejútrendszerünk kialakulását és fejlődését tehát könnyebben megérthetjük, ha meghatározzuk az azt alkotó csillagok kémiai összetételét.

A 21. század elején a nagy felbontású spektroszkópiai égboltfelmérő programokkal jelentős mérföldkő érkezett el. A csillagászat jelenleg legfontosabb spektroszkópiai égboltfelmérő programjait a multiobjektum-spektrográfok rendkívül gyors fejlődése tette lehetővé. A 2010-es évek elején több spektroszkópiai égboltfelmérő program indult egymással párhuzamosan, köztük az Apache Point Observatory Galaxy Evolution Experiment (APOGEE, Majewski et al., 2017). Hasonlóan a többihez, az APOGEE célja is a Tejútrendszerünk és csillagai kialakulásának, illetve fejlődésének feltárása volt a színképekből kinyerhető információ segítségével. A Tejútrendszer fejlődését megmagyarázó modelleket csak olyan szisztematikusan és homogén módon elemzett adatokra lehet építeni, amelyeket csak a Galaxisunk egészét lefedő égboltfelmérő programok tudnak nyújtani. Az APOGEE volt az első földi nagy felbontású spektroszkópiai égboltfelmérő program, amely a Tejútrendszer egészét lefedte (1.2. ábra), és így Galaxisunk csillagainak kémiai összetételét egységes módszerekkel tudta meghatározni.

[3] https://wwwuser.oats.inaf.it/castelli/

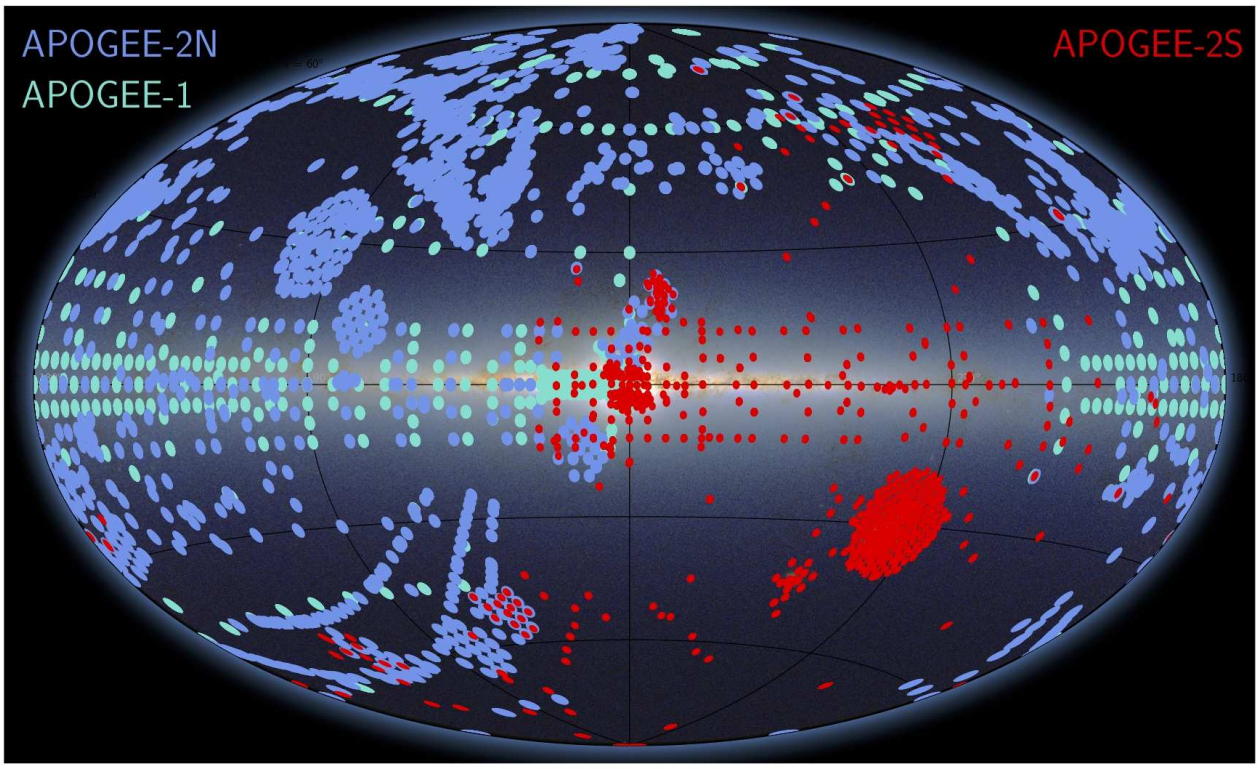


1.2. ábra. *Az APOGEE spektroszkópiai égboltfelmérő program a teljes Tejútrendszert képes volt megfigyelni a Sloan Alapítvány 2,5 méteres teleszkópját és a 2,5 méteres du Pont távcsövet használva. Forrás: Dana Berry / SkyWorks Digital Inc. és az SDSS együttműködés*

1.2.1. APOGEE észlelések

Az APOGEE (Majewski et al., 2017) az SDSS−III (APOGEE-1, Eisenstein et al., 2011) és SDSS−IV részeként (APOGEE−2, Blanton et al., 2017) 2011 júliusa és 2020 júliusa között végezte méréseit az Apache Point Observatory (APO) és a Las Campanas Observatory (LCO) 2,5 méteres teleszkópjára szerelt, egymással megegyező multiobjektum-spektrográfokkal. Az utolsó adatközlésben (Abdurro'uf et al., 2022) közel 665 000 egyedi csillag fizikai paramétereit tettük nyilvánossá, köztük a redukált spektrumokat, radiális sebességeket, az effektív hőmérsékleteket, a felszíni gravitációkat, az átlagos fémtartalmakat és több mint 15 kémiai elem gyakoriságát. Az APOGEE különlegessége az volt, hogy a többi nagy felbontású égboltfelmérő programokkal ellentétben nem az optikai tartományban végezte észleléseit, hanem az infravörösben lévő H sávban 1,51 és 1,69 μm között. A H sávban közel hatszor kisebb az intersztelláris extinkció (Cardelli et al., 1989), mint az optikai tartományban, és ez tette lehetővé, hogy az APOGEE a Tejútrendszer síkjában és az intersztelláris porral fedett területeken is észleléseket végezhessen. Az észlelési programban Galaxisunk szinte minden alrendszere szerepelt: vékony és vastag korong, dudor, haló, gömb- és nyílthalmazok, a Nap közvetlen környezete és a Tejútrendszer kísérőgalaxisai is. A programcsillagokat a Two Micron All Sky Survey (2MASS, Gunn et al., 2006) adatbázisából választották ki, és olyan vörös óriás csillagokra koncentráltak, amelyek nagy távolságból is észlelhetők.

Az APOGEE kriogenikus spektrográfja (Wilson et al., 2019) egyszerre 300 optikai szál befogadására képes. Az APO és LCO távcsöveinek látómezeje egyenként 3 fokot fed le. A teljes program által észlelt területek az 1.3. ábrán láthatók. Az észlelések során a fényt optikai szálak továbbítják a spektrográfba oly módon, hogy minden egyes szál egy egyedi csillag fényét rögzíti. A kollimátort követő spektrális bontóelem külön erre a célra fejlesztett holografikus rács, amely kb. 22500-as felbontást biztosít. Három detektor rögzíti a színképeket, amelyeknek szenzora 2048 x 2048 pixelt tartalmaz, és a pixelek mérete 18 μm. Az észlelések során az elemgyakoriságok pontos meghatározása érdekében az volt a cél, hogy



1.3. ábra. *Az APOGEE által észlelt égboltterületek. A kék pontok az APO, a piros pontok az LCO észleléseit jelölik. Forrás: C. Hayes, 2MASS (háttérkép)*

a legtöbb csillag esetében a jel/zaj pixelenként legalább 100 legyen. Ezt a legtöbb csillag esetében több színkép összeadásával érték el. A nyers spektrumok a szokásos redukciós lépéseken mentek keresztül, (bias, dark és flatkorrekció) amelyek után a földi légkör vonalait eltávolították a színképekből, majd pedig hullámhossz- és fluxuskalibrációt végeztek. A végső lépés a pszeudo-kontinuumnormalizáció volt (a fluxuskalibrált spektrum elosztva a fluxus átlagával), majd ezután következett az atmoszferikus paraméterek és elemgyakoriságok meghatározása az észlelt színképek illesztésével. Ennek módjáról részletesen a 3.1. fejezetben írok.

1.3. Többszörös csillagpopulációk gömbhalmazokban

A gömbhalmazok csillagok gömb alakú, gravitációsan kötött csoportjai, amelyeknek több tízezer, de akár több tízmillió csillag is tagja lehet. A Tejútrendszerben kb. 150 gömbhalmaz található, elsősorban a halóban, de a központi dudor körül is ismerünk néhányat. A legtöbb ilyen halmaz alig néhány tíz parszek átmérőjű, és mindegyik idős, több milliárd éves objektum, ezért fémtartalmuk alacsony ([M/H] $< -0{,}5$ dex). Az egyik legismertebb gömbhalmazról, az M13-ról a Hubble-űrtávcsővel (HST) készített képet az 1.4. ábrán lehet látni. A legtöbb gömbhalmaz csillagai hibahatáron belül azonos fémtartalmúak. Az APOGEE összesen 44 olyan fényes gömbhalmazt észlelt 2011 és 2019 között, amelyekben nagyobb számú csillagot sikerült felbontani.

Jelenlegi ismereteink alapján úgy gondoljuk, hogy a Világegyetem első csillagai kizárólag hidrogénből és héliumból álltak. Ezek a nagy tömegű csillagok mindössze néhány millió év után, életük végén szupernóva-robbanásban elpusztultak, és az általuk termelt nehezebb elemek (oxigén, magnézium, kén, stb.) szétszóródtak a csillagközi térben. Ezen elemek megnövekedett koncentrációja megfigyelhető a gömbhalmazok csillagainak légkörében is, amelyek a jelenleg ismert legöregebb csillagok a Tejútrendszerben. Egészen a 1970-es és 1980-as évekig az volt az általános vélekedés, hogy a gömbhalmazok csillagainak mérési hibahatáron belül ugyanaz a kémiai összetétele, mert minden halmaztag

egy időben keletkezett ugyanabból a csillagközi gázfelhőből, és kémiai összetételük ennek a felhőnek az összetételét tükrözi.

A 1990-es években azonban egyre több megfigyelési bizonyíték gyűlt össze arra, hogy a gömbhalmazokban a könnyű elemek koncentrációja csillagról csillagra nagymértékű változást mutat. Ezt először a csillagok evolúciójával magyarázták (Kraft, 1994), mivel a legtöbb csillag, amit akkoriban meg tudtak figyelni, az RGB-n helyezkedett el. A Lick−Texas csoport összesen három különböző teleszkópra szerelt spektrográffal részletesen felmérte az északi gömbhalmazok fényesebb csillagait, és szintén kimutatta a kémiai elemgyakoriságok nagy változatosságát az összes észlelt halmazban (Sneden et al., 1991, 1992, 1997, 2000, 2004; Kraft et al., 1992, 1995; Ivans et al., 2001).

1.4. ábra. *Az M13 jelű gömbhalmaz központi régiója a Hubble-űrtávcső felvételén. Forrás: NASA, ESA, és a Hubble Heritage Csapat (STScI/AURA)*

A 2000-es évek közeledtével a már több méteres távcsövekre szerelt spektrográfokkal el lehetett érni a fősorozati csillagokat is, amik az RGB-n elhelyezkedő társaikhoz hasonló kémiai változatosságot mutattak. Ezt akkor már nem a csillagfejlődés során bekövetkező összetétel-változással magyarázták, hanem azzal, hogy az eredeti csillagkeletkezési felhőben idővel kémiai inhomogenitás alakult ki az idősebb csillagpopulációk által legyártott elemek által okozott "szennyezésével" (Briley et al., 1996; Gratton et al., 2001; Ramírez & Cohen, 2002), és ezt az összetételt örökölték az újonnan kialakuló csillagok. Ezzel egyre népszerűbbé vált az az elmélet, hogy minden gömbhalmaz több, különböző időben keletkezett csillagpopulációt tartalmaz.

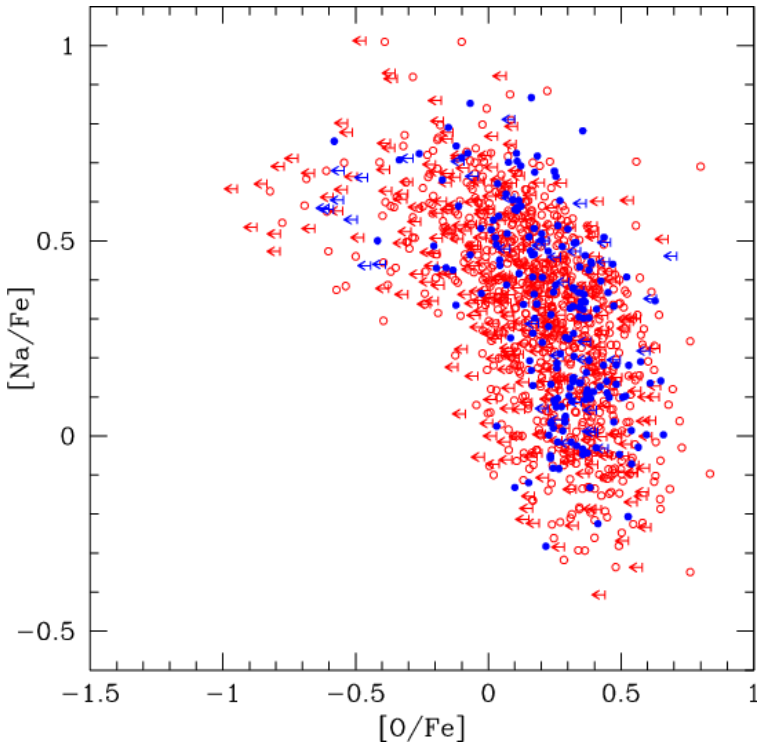
A 2000-es évek végén Carretta et al. (2009a,b,c) a VLT távcsövekkel elvégezte az addigi legnagyobb ilyen jellegű felmérést, amelynek során 19 déli gömbhalmaz 1958 csillagának kémiai összetételét vizsgálta1. Előnye a korábbi észlelésekhez képest az volt, hogy a kémiai analízishez ugyanazt a távcsövet, spektrográfot, redukciós kódot, modellatmoszférákat, vonallistát, abszorpciós vonalakat és spektrumszintézis kódot használták. Ez a fajta homogén és szisztematikus analízis lehetővé tette az elemgyakoriságok ugyanazon skálán történő összehasonlítását, ezzel tovább növelve a kémiai analízis pontosságát. Eredményeikről még részletesebben írok az 1.3.1. fejezetben.

Ezek a megfigyelések vezettek ahhoz a ma már általánosan elfogadott elmélethez, hogy minden gömbhalmaz több csillagpopulációt tartalmaz, amelyek egymástól eltérő időben (de valószínűleg néhány százmillió éven belül) keletkeztek. Fontos megjegyezni, hogy a gömbhalmazok szakirodalmában a generáció és populáció szavakat gyakran azonos értelemben használják az olyan csillagcsoportokra, amelyek nem egy időben keletkeztek. A gömbhalmazokban tehát az első populációs csillagok (FG vagy 1G) alakultak ki először (tehát öregebbek), a második populációs csillagok (SG vagy 2G) pedig később (tehát fiatalabbak). Ezt a különbségtételt nem szabad összekeverni az általános csillagászatban használt klasszikus I. és II. populációs elnevezéssel, ahol az I. populáció a fiatalabb, fémekben gazdagabb, a II.-es pedig az idősebb, de fémekben szegényebb csillagokat jelenti.

A kémiai inhomogenitás elsősorban a He, C, N, O, Na, Mg és Al elemgyakoriságainak változásában mutatkozik meg. A jelenlegi megfigyelések szerint a CNO, Ne-Na és Mg-Al hidrogénfúziós ciklusok

által feldúsított elemek minden gömbhalmazban megtalálhatók az N-C, Na-O és Al-Mg elempárok antikorrelációján keresztül, ezeket a megfigyeléseket a kezdeti csillagközi felhőben lévő kémiai inhomogenitásokkal nem lehet magyarázni. Az első generációs csillagok az első szupernóvák által feldúsított felhőkből keletkeztek, ezek a Na-, Al- és N-ben szegény, de O-, Mg- és C-ben gazdag csillagok, míg a halmaz második generáció keletkezésekor jelen lévő csillagközi anyag már az előző generáció által termelt kémiai elemekkel szennyezett. Az ebből kialakuló csillagok már Na-, Al- és N-ban gazdagok, de O-, Mg- és C-ben szegények lesznek (Decressin et al., 2007; D'Ercole et al., 2008).

A gömbhalmazok keletkezését és fejlődését magyarázó jelenlegi elméletek így mindig többszörös csillagpopulációk jelenlétét tételezik fel. Az első populáció legnagyobb tömegű csillagai életük végén valamilyen fizikai folyamat során a magjukban hidrogénfúzió eredményeként megváltozott kémiai összetételű anyagot szétszórják a csillagközi térben, ahol az az eredeti összetételű felhővel keveredik. A második generációs csillagok már ebből a megváltozott kémiai összetételű anyagból keletkeznek. A gömbhalmazok kutatásában a mai napig az egyik legfontosabb kérdés, hogy mi az a mechanizmus amellyel az idősebb csillagok beszennyezik a kezdeti intersztelláris felhőt. Jelenleg négy fontosabb elmélettel magyarázzák a kémiai inhomogenitásokat: közepes, $4-8\ M_{\odot}$ tömegű AGB-csillagok csillagszelével (Ventura et al., 2001), nóvák robbanásával (Maccarone & Zurek, 2012), gyorsan forgó fősorozati csillagok tömegvesztésével (Decressin et al., 2007), és sok nagy tömegű kettőscsillag jelenlétével (de Mink et al., 2009). Ezekben a modellekben az a közös, hogy mindegyik több tízmillió fokos hőmérsékleten végbemenő CNO-, NeNa- és Mg−Al-ciklusokkal számolnak, ami szükséges a megfigyelt antikorrelációk reprodukálásához. Ezek a modellek különböző időtartamokkal és kezdeti tömegfüggvénnyel dolgoznak, és a mai napig egyik sem tudja teljesen megmagyarázni a gömbhalmazokban észlelt elemgyakoriságok korrelációját és antikorrelációját. A gömbhalmazok többszörös populációiról és az azokat magyarázó elméletekről részletesen a Bastian & Lardo (2018)-ban lehet olvasni.



1.5. ábra. *19 gömbhalmaz 1958 csillagának együttes Na-O antikorrelációja. Az O-ban gazdag és Na-ban szegény csillagok keletkeztek először, az O-ban szegény és Na-ban gazdag csillagok pedig néhány százmillió évvel később. Forrás: Carretta et al. (2009a)*

1.3.1. Gömbhalmazfelmérések az irodalomban

Ahogyan az előző fejezetben már említettem, a legelső gömbhalmazok kémiai összetételét homogén és konzisztens módon felmérő programot a Carretta-csoport végezte el (Carretta et al., 2009a,b,c). A 19 gömbhalmazt és 1958 csillagot felölelő analízis feltárta, hogy minden gömbhalmazban jelen van a többszörös populációkra jellemző kémiai inhomogenitás. A közös skálára hozott elemgyakoriságok lehetővé tették, hogy a gömbhalmazok Na-O és Al-Mg antikorrelációk alakját részletesen össze lehessen hasonlítani. Ez vezetett ahhoz a felismeréshez, hogy a Na-O antikorreláció kiterjedése halmazról halmazra változik, néhány halmazban a Na akár 1,2−1,5 dex szélességű tartományt is lefedhet, míg máshol a Na szórása kisebb, mint 0,5 dex. Az O kiterjedése általában kisebb, mint a Na-é, de az is a Na-hoz

1.1. táblázat. Gömbhalmazok kémiai összetételét egységesen felmérő programok áttekintése. Az ötnél kevesebb észlelt csillagot tartalmazó gömbhalmazok nem szerepelnek a statisztikában. Forrás: Mészáros et al. (2020)

Hivatkozás	N_*	N_{halmaz}	Elempárok[a]	Obszervatórium[b]	Égboltfelmérés	Megjegyzés
Carretta et al. (2009a,b,c)	1958	19	Na-O, Al-Mg	ESO/VLT	Carretta	UVES/Giraffe együtt
Mészáros et al. (2015)	428	10	Al-Mg, N-C	APO	APOGEE	
Pancino et al. (2017)	572	9	Al-Mg	ESO/VLT	*Gaia*−ESO	
Masseron et al. (2019)	885	10	Al-Mg, N-C	APO	APOGEE	Mészáros et al. (2015)-el azonos halmazok
Nataf et al. (2019)	1581	25	Al-Mg, N-C	APO/LCO	APOGEE	Csak a Payne analízis
Mészáros et al. (2020)	2283	31	Al-Mg, N-C	APO/LCO	APOGEE	A Masseron et al. (2019) adatokkal együtt

[a]A többszörös populációk vizsgálatához használt fő elempárok

[b]ESO/VLT: Európai Déli Obszervatórium/Very Large Telescope, APO: Apache Point Obszervatórium, LCO: Las Campanas Obszervatórium

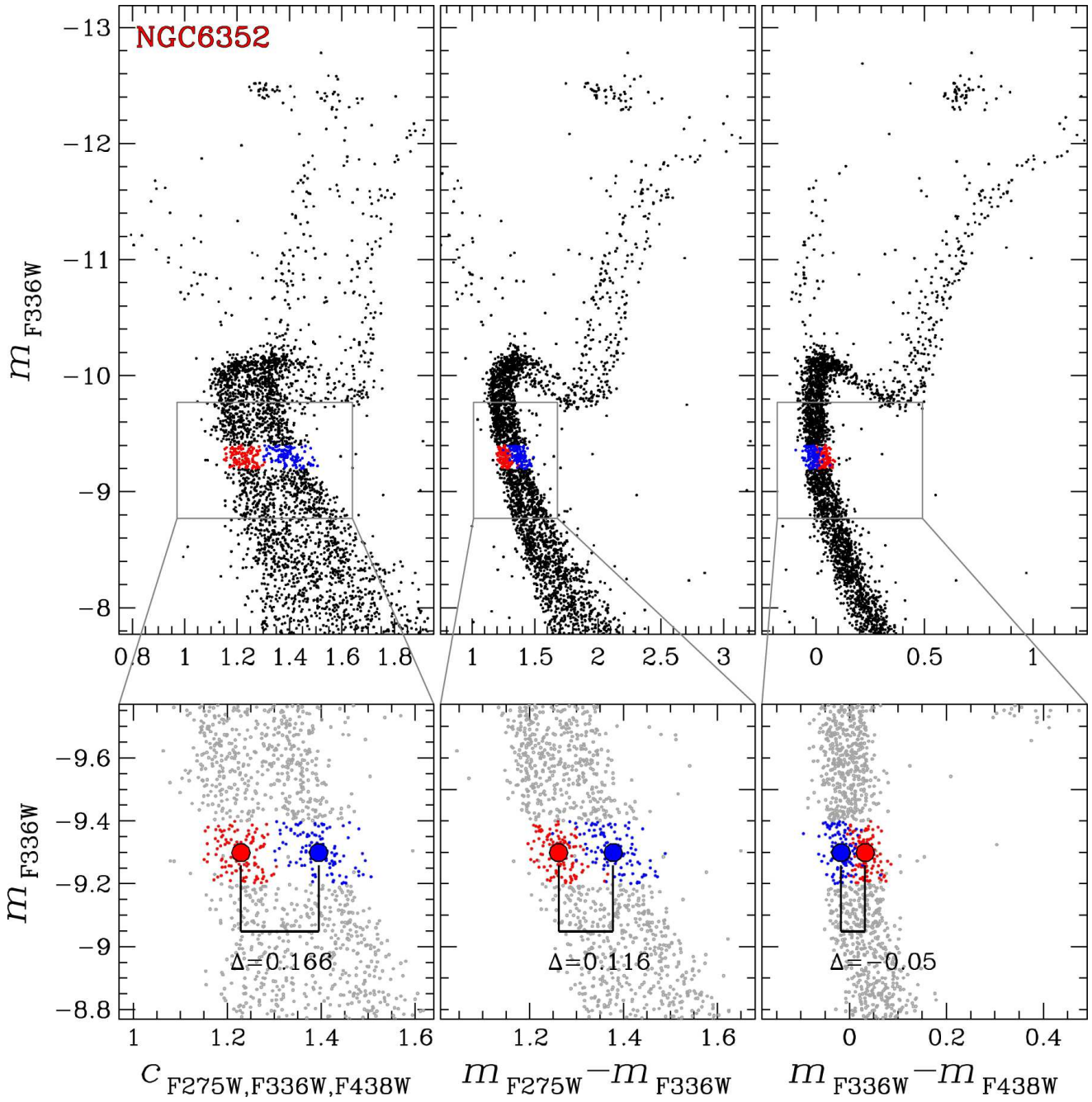
hasonlóan, a mérési hibáknál jelentősen nagyobb mértékben változik. Érdekes módon a Na eloszlása néhány halmazban két érték körüli csomósodást mutat (bimodalitás), míg máshol folyamatosan oszlik el a minimum és maximum értékek között. A bimodalitásra a mai napig nincs egyértelmű magyarázat.

Az optikai tartományban az Al elemgyakoriságát csak viszonylag nagy hibával lehet kimérni a gyenge Al-vonalak miatt, de ez is elegendő volt ahhoz, hogy a Carretta-csoport a Na-O antikorrelációnál látott változást észleljen halmazról halmazra az Al-Mg antikorrelációban is. További fontos felfedezés volt a gyenge Si-Mg antikorreláció megfigyelése néhány gömbhalmazban (NGC 6752, NGC 2808, M15; Yong et al., 2005; Carretta et al., 2009b). Ezt a korábbiaknál is magasabb hőmérsékleten, 75 millió K felett végbemenő Mg−AL-ciklussal magyarázták, ami során a tökéletlen Mg−Al-ciklus miatt az Al helyett már kis mennyiségben Si keletkezik.

A Carretta-csoport munkája után a nagy felbontású spektroszkópiai égboltfelmérő programok jelentették a következő lépést a gömbhalmazok kémiai összetételének tanulmányozásában. Ezeket a programokat az 1.1. táblázatban soroltam fel. Az APOGEE- együttműködésen belül a vezetésemmel alakult kutatócsoport három cikkben (Mészáros et al., 2015; Masseron et al., 2019; Mészáros et al., 2020) dolgozta fel az eddigi legkiterjedtebb ilyen jellegű felmérést. Az ehhez kapcsolódó eredményeimről a 4. és 6. fejezetekben számolok be részletesen, itt csak a tőlem független szakirodalmi eredményeket tekintem át röviden.

Carretta et al. (2010b) a korábbi felmérésük adatait felhasználva vizsgálta a Na-O antikorreláció kiterjedésének a halmazok fő paramétereitől való függését. Azt találták, hogy a fémtartalomtól kevésbé függ a [Na/Fe] eloszlásának mértéke, a gömbhalmazok tömegével viszont egyértelműen erős korrelációt mutat és ez abban mutatkozik meg, hogy a nagyobb tömegű halmazokban nagyobb tartományban változik a [Na/Fe] értéke. Hasonló összefüggést talált a He elemgyakoriság szórása, és a gömbhalmazok tömege között Milone (2015a). Ezeket a megfigyeléseket azzal magyarázzák, hogy egy nagyobb tömegű gömbhalmaz több csillagközi anyagot tud gravitációsan megkötni, mint egy kisebb tömegű, ezért az első generációs csillagok által létrehozott Na-ban és He-ban gazdagabb anyagból több marad meg egy nagy tömegű gömbhalmazban, és ez a Na és He elemgyakoriságában nagyobb szórást okoz.

Hasonlóképpen lehet magyarázni az Al halmazon belüli szórását és annak tömegtől való függését, amelyet először Carretta et al. (2009a,b) fedezett fel. Ezt a pozitív korrelációt erősítette meg Pancino et al. (2017), aki összesen 572 csillag kémiai összetételét vizsgálta 9 gömbhalmazban a *Gaia*−ESO (Gilmore et al., 2012) adatait felhasználva. Később Nataf et al. (2019) az APOGEE elemgyakoriságain keresztül kimutatta, hogy az [N/Fe] elemgyakoriság függvényében ábrázolt [Al/Fe] meredeksége függ a gömbhalmaz fémtartalmától és össztömegétől, de nem vizsgálta az egyedi halmazok többszörös populációinak tulajdonságait.



1.6. ábra. *Az NGC 6352 szín-fényesség diagramja három különböző HST-színindex alapján. Az első generációs csillagok (kék pontok) sávja jól elkülönül a második generációsokétól (piros pontok). Forrás: Piotto et al. (2015)*

1.3.2. A többszörös populációk fotometriája

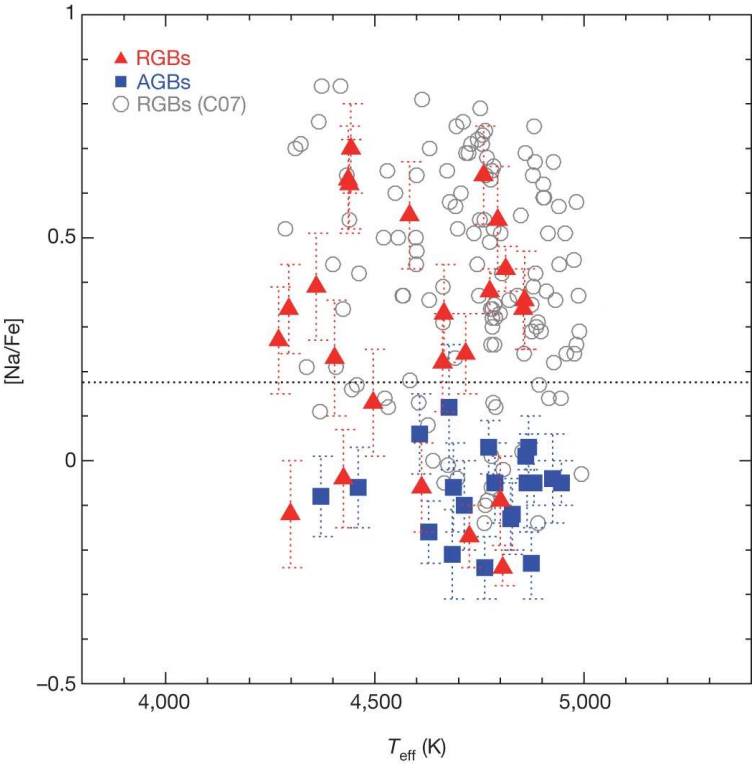
A többszörös populációkat nemcsak kémiai összetételük szerint lehet egymástól megkülönböztetni, hanem a szín−fényesség-diagramon (CMD) való elhelyezkedésük alapján is. A többszörös populációk egymástól jól elkülöníthető sávokban helyezkednek el, amint az az NGC 6352 HST-vel készült CMD-jén az 1.6. ábrán látszik (Piotto et al., 2015). A HST példa nélküli felbontását ($< 0,1$”) kihasználva már az első gömbhalmazok észlelése után kiderült, hogy mindegyik CMD-jén megjelenik a többszörös populációk miatt kialakult kettős fősorozat és RGB-ág (Piotto et al., 2007; Milone et al., 2008; Gratton et al., 2012). Később a HST Treasury Project keretében már 47 gömbhalmazban észlelték a többszörös populációk jelenlétét a CMD-n (Piotto et al., 2015; Soto et al., 2017), ezzel bebizonyítva, hogy minden Tejútrendszer körül keringő gömbhalmazban legalább két hullámban keletkeztek a csillagok. Földi távcsövekkel a SUMO projekt (Monelli et al., 2013) tanulmányozta a többszörös populációk fotometriai tulajdonságait a legrészletesebben, bár a HST-észlelések pontosságát nem tudta megközelíteni.

A CMD-n elkülöníthető sávoknak egymástól jól megkülönböztethető kémiai összetétele van. Ez nemcsak a fentebb felsorolt könnyű elemekben mutatkozik meg, hanem a He elemgyakoriságának változásában is (D'Antona et al., 2005; Cassisi et al., 2008), mert az SG-csillagok légkörében több He található. A CNO-elemek összege a legtöbb halmazban 0,3 dexen belül konstans értéket vesz fel (Smith et al., 1996; Ivans et al., 1999; Carretta et al., 2005), ami azt jelzi, hogy a CNO-ciklus általában a teljes fázison végbemegy, és nem szakad meg a fúziós folyamatok során. Van azonban pár halmaz, amelyben ennél nagyobb CNO-szórást figyeltek meg: NGC 1851 (Yong et al., 2009), M22 (Alves-Brito et al., 2012), M2 (Lardo et al., 2012, 2013), és ω Cen (Marino et al., 2012).

A gömbhalmazok CMD-jén látható két fősorozat és RGB közötti távolságból felső határ állapítható meg a két generáció keletkezése között eltelt időre, mivel az optikai tartományban használt fotometriai sávok alig érzékenyek a gömbhalmazokban nagy szórást mutató könnyű elemek gyakoriságára. Ez alapján D'Antona et al. (2005); Cassisi et al. (2008) arra a következtetésre jutott, hogy a két generáció kialakulása között nagyon kis idő, alig néhány tízmillió év telhetett el. Nardiello et al. (2015) a HST észleléseit felhasználva az NGC 6352-ben azt találta, hogy az SG-csillagok alig nagyjából 10 millió évvel az FG-csillagok után keletkeztek, de még a hibák legpesszimistább figyelembevételével is legfeljebb 300 millió év telhetett el a két generáció kialakulása között.

Az APOGEE észleléseiből származó elemgyakoriságok és a fotometria kombinálásából származó eredményeimet (Mészáros et al., 2018) az 5. fejezetben ismertetem.

1.3.3. A második generációs AGB-csillagok hiánya



1.7. ábra. *Campbell et al. (2013) megfigyelései szerint az NGC 6752 AGB-csillagai mind Na-ban szegények, és a halmazban nem található második generációs, Na-ban gazdag AGB-csillag. Forrás: Campbell et al. (2013)*

Amíg a később keletkezett SG-csillagokat könnyen meg tudjuk figyelni a fősorozaton és az RGB-n is, az AGB-n elhelyezkedő SG csillagok hiányára már elég korán felhívták a figyelmet (Norris et al., 1981; Gratton et al., 2010). Ha bebizonyosodna az SG−AGB-csillagok létezésének hiánya, az komoly kihívások elé állítaná a csillagfejlődési modelleket (Charbonnel, 2013; Cassisi et al., 2014), hiszen az SG csillagokban feldúsult Na, Al és N csak elhanyagolhatóan befolyásolják azt, hogy egy csillag elfejlődik-e az AGB-re vagy sem.

Később Campbell et al. (2013) az NGC 6752 részletes vizsgálata során nem talált egyetlen Na-ban gazdag SG−AGB-csillagot sem ebben a viszonylag fémszegény ([Fe/H] = −1,56) gömbhalmazban. Magyarázatuk szerint egyetlen SG-csillag sem fejlődött el az AGB-re, de ehhez a korábban gondoltnál sokkal erősebb csillagszél jelenlétét kellett feltételezni a horizontális ágon (HB). Ettől függetlenül nem zárták ki annak lehetőségét, hogy más fémszegény halmazban gyakori az SG−AGB-csillagok jelenléte.

Ezt a megfigyelést rendkívül nehéz volt elméleti modellekkel megmagyarázni, mert a HB-n beinduló szélsőségesen erős csillagszél nélkül a csillagfejlődési modellek azt jósolják, hogy az SG-csillagok is

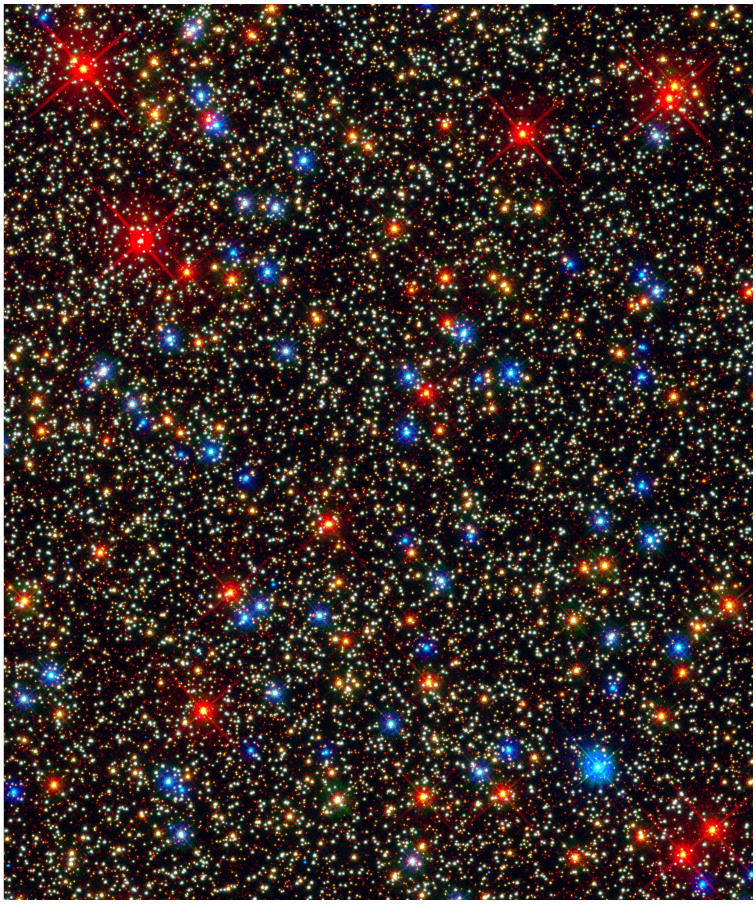
elfejlődnek az AGB-re. Cassisi et al. (2014) bebizonyította, hogy olyan nagy intenzitású csillagszélre van szükség a He-mag égés szakaszában, amelyet semmilyen megfigyelés vagy elméleti megfontolás nem indokol. Valójában szükség van arra, hogy az SG-csillagok is elfejlődjenek az AGB-re, különben nem lehet megmagyarázni az AGB- és HB-csillagok NGC 6752-ben (és más hasonló gömbhalmazokban) megfigyelt arányát.

Erre a problémára egészen 2015-ig nem sikerült megnyugtató megoldást találni. Ekkor kollégámmal, Anibal García-Hernándezzel együttműködve több gömbhalmazban is felfedeztünk SG−AGB-csillagokat az APOGEE elemgyakoriságait felhasználva (García-Hernández et al., 2015), és később sikerült azt is bebizonyítanom, hogy az SG−AGB-csillagok létezése független a halmazok fémtartalmától (Mészáros et al., 2018). Ezeket az eredményeket az 5. fejezetben mutatom be.

1.3.4. Az ω Cen különös esete

Bár a legtöbb gömbhalmazban a csillagok fémtartalma hibahatáron belül ugyanaz, létezik három halmaz, amelyekben a metallicitás szórása jóval nagyobb, mint a mérési pontosság: Terzan 5 (Ferraro et al., 2009; Massari et al., 2014), M54 (Carretta et al., 2010a) és az ω Cen (1.8. ábra).

Az ω Cen a legnagyobb tömegű gömbhalmaz a Tejútrendszerben, és kémiai összetétele, fotometriai tulajdonságai arra utalnak, hogy a hagyományos gömbhalmazoknál jóval bonyolultabb fejlődési úton haladt végig. Az ω Cen csillagainak fémtartalma $-2{,}2$ és $-0{,}6$ dex között változik, és szinte minden kutatócsoport (Norris & Da Costa, 1995; Pancino et al., 2002; Johnson & Pilachowski, 2010; Marino et al., 2011) négy nagyobb populációt tudott beazonosítani csak a [Fe/H] alapján. Ezt a megfigyelést azzal magyarázzák, hogy keletkezése után az ω Cen tömege elég nagy volt ahhoz, hogy a szupernóvák által kidobott anyagot megtartsa, és így vassal gazdagítsa a következő generációk csillagkeletkezési régióit.



1.8. ábra. *Az ω Cen központi régiója a Hubble-űrtávcső felvételén. Forrás: NASA, ESA, és a Hubble SM4 ERO Csoport*

Hasonlóan a többi gömbhalmazhoz, az ω Cen-ben is nagy tartományon belül változik a C, N, O, Na, Mg, Al és Si elemgyakoriságának szórása (Norris & Da Costa, 1995; Smith et al., 2000; Johnson & Pilachowski, 2010; Stanford et al., 2010; Marino et al., 2012). Az ω Cen különlegessége abban is rejlik, hogy mind a négy különböző fémtartalmú populációnak saját Na-O antikorrelációja van, a nagy fémtartalmú populációban nagyobb arányban fordulnak elő Na-ban gazdag és O-ban szegény csillagok, mint az alacsonyabb fémtartalmú populációkban. Ez ahhoz vezet, hogy a nagyobb fémtartalom felé a Na szórása növekedik, és a Na-O antikorreláció kiterjedtebbé válik (Marino et al., 2011). Ezen kívül (Johnson & Pilachowski, 2010; Marino et al., 2011) kimutatta, hogy a CNO-elemgyakoriságok összege függ a halmazon belüli fémtartalomtól. A HST észleléseit felhasználva Bellini et al. (2010) és King et al. (2012) a fősorozaton két sávot is azonosítani tudott, ami a He elemgyakoriság jelentős változásra utal.

A bonyolult kémiai összetétel miatt ma még az sem teljesen világos, hogy az ω Cen-ben hány csillagpopuláció található. Ez még attól is függ, hogy milyen elemeket, és elemcsoportokat használunk a különböző időpontban keletkezett csillagok generációjának azonosítására. Tudjuk, hogy csak a fémtartalom alapján négy populációt lehet egymástól megkülönböztetni, de Gratton et al. (2011) már hat populációt is be tudott azonosítani a Johnson & Pilachowski (2010) által publikált elemgyakoriságokat felhasználva.

A megfigyelt kémiai összetétel eloszlása miatt ma úgy gondoljuk, hogy az ω Cen fejlődése bonyolultabb utat járt be, mint a többi gömbhalmazé és ma sincs általánosan elfogadott elmélet a kialakulására. Az egyik vezető elmélet szerint az ω Cen egy olyan törpegalaxis maradványa, aminek külső régióit a Tejútrendszer körüli keringése során elvesztette (Bekki & Freeman, 2003). Egy másik vezető elmélet (van den Bergh, 1996; Lee et al., 1999) szerint fejlődése során az ω Cen több más halmazt is elnyelt, és a kémiai összetétel ezeknek az elnyelt halmazoknak az összetételét tükrözi. Az utóbbi időben a két elmélet kombinációjával Mastrobuono-Battisti et al. (2019) sikeresen tudta reprodukálni a megfigyelt kémiai eloszlást.

A nagyobb fémtartalmú csillagok az ω Cen déli részén összpontosulnak. Pancino et al. (2000, 2003) kimutatta, hogy a különböző fémtartalmú populációk térbeli kiterjedése is változó, és a fémgazdag populáció kiterjedtebb, mint a fémszegény. Erre a megfigyelésre alapozva Calamida et al. (2017) javasolta azt a forgatókönyvet, hogy az ω Cen fejlődése során több a Tejútrendszer több csillaghalmazát is elnyelhette. A Tejútrendszernek az ω Cen fejlődésében játszott szerepére Ibata et al. (2019a) talált bizonyítékot, aki N-test szimulációkkal kimutatta, hogy a 309 csillagból álló 'Fimbulthul' nevű szerkezet (Ibata et al., 2019b) az ω Cen és a Tejútrendszer közti csillagáram.

Az ω Cen-nel kapcsolatos eredményeimről a 7. fejezetben írok részletesen.

2. fejezet

Elméleti spektroszkópia

Az APOGEE kezdeti tervei között 100 000 csillag észlelése és fizikai paramétereinek meghatározása szerepelt (Majewski et al., 2017). Ezt elméleti spektrumok megfigyelésekre történő illesztésével kívánta elérni, ehhez pedig kellett egy új modellatmoszféra-adatbázis, amelyből az elméleti spektrumokat ki lehetett számolni. A választásom a szabadon használható ATLAS9-re esett. Az új ATLAS9-rács elkészítése mögötti motivációm kettős volt, egyrészt a korábbiaknál sokkal nagyobb elemgyakoriság-tartományt kellett lefednünk a potenciálisan pekuliáris kémiai összetételű csillagok felfedezése miatt, másrészt pedig a modellekhez egy újabb, a Nap kémiai összetételét tartalmazó referenciatáblázatot kellett használni.

Ebben a fejezetben az elméleti spektroszkópiával kapcsolatos eredményeimet mutatom be. Ezeket két cikkben publikáltam, a Mészáros et al. (2012)-ben az APOGEE öt adatkibocsátása során használt modellatmoszféra-adatbázis (APOGEE−ATLAS) kiszámolásának módját és az adatbázis tulajdonságait ismertettem. Ez a publikáció tartalmazza a MARCS-adatbázis egy korai változatának részleteit is, de mivel az a MARCS-csoport munkája, ezért a dolgozatban a MARCS-modellek kiszámítását és paramétereit nem fejtem ki.

A JWST műszereinek fluxuskalibrációjához szükséges spektrumadatbázis létrehozását a Bohlin et al. (2017)-ben mutattam be. Ez utóbbi projekt az APOGEE−ATLAS-adatbázisra épült, és az STScI munkatársaival együttműködve hajtottam végre.

2.1. Az ATLAS9- és SYNTHE-kódok automatizálása

Az APOGEE−ATLAS-adatbázis (Mészáros et al., 2012) számításaihoz két külön programot írtam, az első az ODF-, és Rosseland-opacitásokat számoló programcsomag automatizálására szolgált, míg a második az ATLAS9-et automatizálta. Az ODF-, és Rosseland-opacitások számolásánál pontosan követtem a Fiorella Castelli által összeállított és a honlapján[1] közölt utasításokat. Ezekhez a DFSYNTHE, ODF és KAPPA9 nevű kódokat használtam. Az ATLAS9-nek Sbordone (2004, 2005) készítette el a linuxos verzióját, amelyet az Intel Fortran 11-es verziójú fordítójával telepítettem.

Az ATLAS9 futtatásához egy már korábban kiszámolt modellatmoszféra-fájlra van szükség, amit a program kiindulópontként használ az iterációk során. Ehhez Fiorella Castelli és Robert Kurucz által korábban létrehozott, és online elérhető rácsot használtam (Castelli & Kurucz, 2003). Az általam írt algoritmus automatikusan kiválasztja azt az irodalmi modellt a rácsból, ami $T_{\rm eff}$-ben, log g-ben és kémiai összetételben (fémtartalom, α-elemgyakoriság) a legközelebb áll a kiszámolni kívánt modellhez. Az első számolás során 30 iteráció után ellenőriztem a konvergenciát, amelynek 1%-on belül kellett lennie a fluxus, és 10% belül annak deriváltja esetén, hogy az eredményt elfogadhatónak tekintsük. Egy modellt konvergensnek vettem, ha a fenti feltételek a modell 72 rétegének mindegyikében teljesültek.

[1] https://wwwuser.oats.inaf.it/castelli/

2.1. táblázat. Az APOGEE−ATLAS-rács elemgyakoriság-tartománya. Forrás: Mészáros et al. (2012)

	Min	Max	Lépésköz
[M/H]	−5	−3,5	0,5
[C/M]	−1	1	0,5
[α/M]	−1	1	0,5
[M/H]	−3	0,5	0,25
[C/M]	−1,5	1	0,25
[α/M]	−1,5	1	0,25
[M/H]	1	1,5	0,5
[C/M]	−1,5	1	0,5
[α/M]	−1,5	1	0,5

2.2. táblázat. Hiányzó elemgyakoriságok. Forrás: Mészáros et al. (2012)

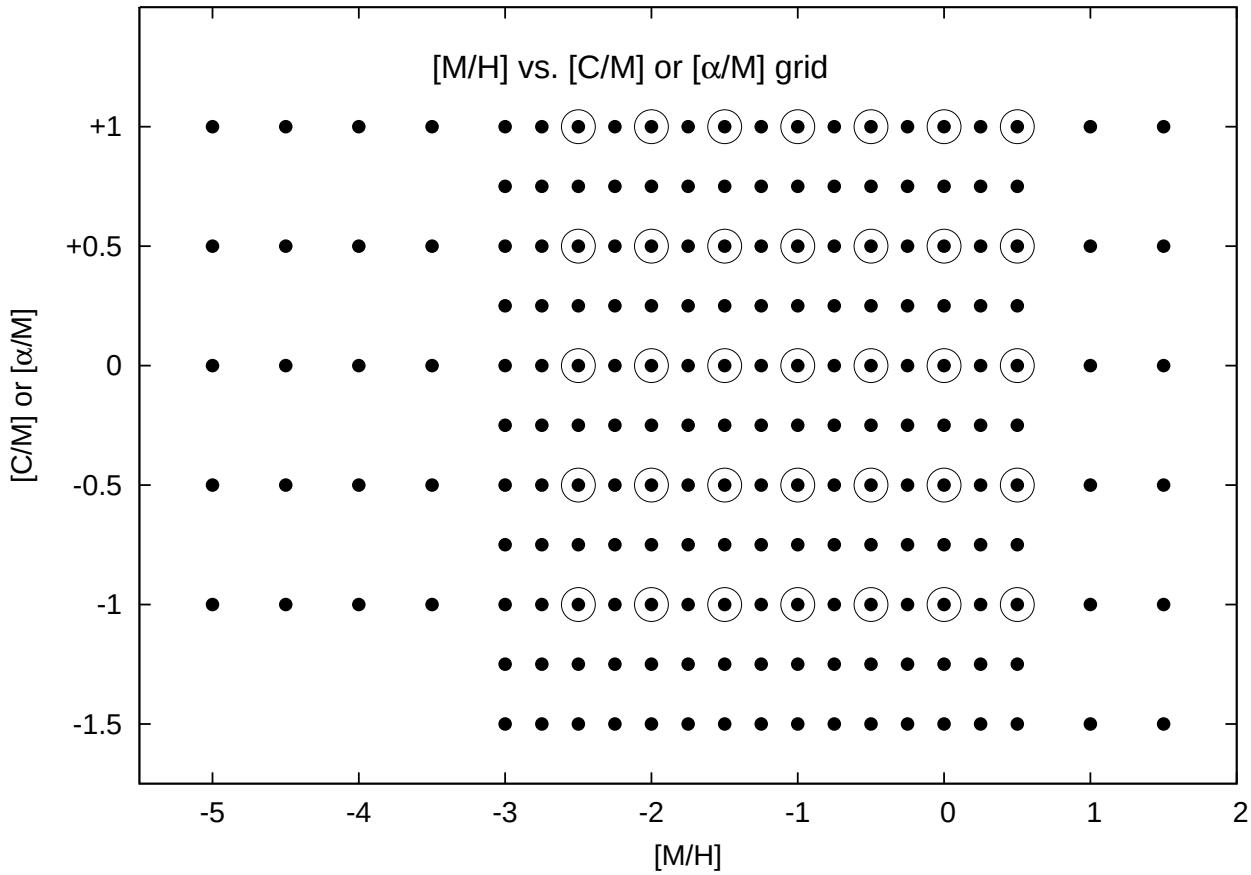
[M/H]	[C/M]	[α/M]
1	1	−1,5
1	1	−1
1,5	0,5	−1,5
1,5	1	−1,5
1,5	1	−1
1,5	1	−0,5
1,5	1	0

2.3. táblázat. Az atmoszferikus paraméterek listája. Forrás: Mészáros et al. (2012)

Spektráltipus	$T_{\rm min}$	$T_{\rm max}$	$T_{\rm step}$	log $g_{\rm min}$	log $g_{\rm max}$	log $g_{\rm step}$
M, N, R, K, G	3500	6000	250	0	5	0,5
F	6250	8000	250	1	5	0,5
A	8250	12000	250	2	5	0,5
B	12500	20000	500	3	5	0,5
B, O	21000	30000	1000	4	5	0,5

Azonban alacsony log g és alacsony $T_{\rm eff}$ (< 4000 K) esetében a fluxus deriváltja az atmoszféra tetején sosem konvergál. Ez nem különösebb probléma, mert a látható és a H sávban keletkező abszorpciós vonalak mindig a $\log_{10}\ \kappa_R > -4$ és $\log_{10}\ \kappa_R < 1$ rétegek között keletkeznek. Egy modellt jónak fogadtam el, ha teljesítette a következő kritériumot valamelyikét: (1) a teljes atmoszférára konvergált, vagy (2) legfeljebb egy réteg nem konvergált $\log_{10}\ \kappa_R > -4$ felett. A $\log_{10}\ \kappa_R < -4$ esetben megengedtem, hogy a számítás ne konvergáljon. Ha az eredmény nem teljesítette ezeket a feltételeket, akkor a számítást újraindítottam, és megemeltem az iterációk számát. Ha a konvergencia feltételei továbbra sem teljesültek, akkor először a kezdeti modell log g-jét 0,5 dex-es lépésközzel, majd pedig $T_{\rm eff}$-jét 10, 50, végül 100 K értékkel változtattam meg. Ha a modell ezen változtatások után sem konvergált, akkor az nem került be a végleges rácsba. Az ATLAS9 esetében főképp a vörös törpecsillagoknál jellemző a konvergencia-probléma, és a modellek 1−2%-át nem sikerült megfelelően kiszámolni.

A számításaim tesztelése céljából újra kiszámoltam a Castelli & Kurucz (2003) által publikált ODF-táblázatokat és Rosseland-opacitásokat. Ehhez Fiorella Castelli eredeti szkriptjeit használtam fel mindenféle módosítás nélkül. Ezek a tesztek numerikus hibán belüli egyezést produkáltak. Mivel ők régebbi Nap referencia kémiai összetételt használtak (Grevesse & Sauval, 1998), a tesztek során én is ezt tettem. Második lépésben a Fiorella Castelli honlapjáról letölthető modellek közül reprodukáltam néhányat az általa kiszámolt ODF-táblázatok és Rosseland-opacitások felhasználásával. A tesztek során minden



2.1. ábra. *Az ATLAS9-modellek [C/M] és [α/M] elemgyakoriságai az [M/H] függvényében (telített körök, 2.1. táblázat) A MARCS-modellek elemgyakoriságai üres körökkel vannak ábrázolva. A [C/M] és [α/M] értékek egymástól függetlenül változnak a modellekben összesen 1980 különböző lehetőséget adva. A Mészáros et al. (2012) megjelenése után a rácsot kiegészítettem az [M/H] = 0,75 dex esettel, ezért a végső rács 2099 kémiai összetételt tartalmaz. A hiányzó kémiai összetételeket a 2.2. táblázatban soroltam fel. Forrás: Mészáros et al. (2012)*

rétegben 0,1−0,2 K egyezést találtam, ami tökéletesnek tekinthető.

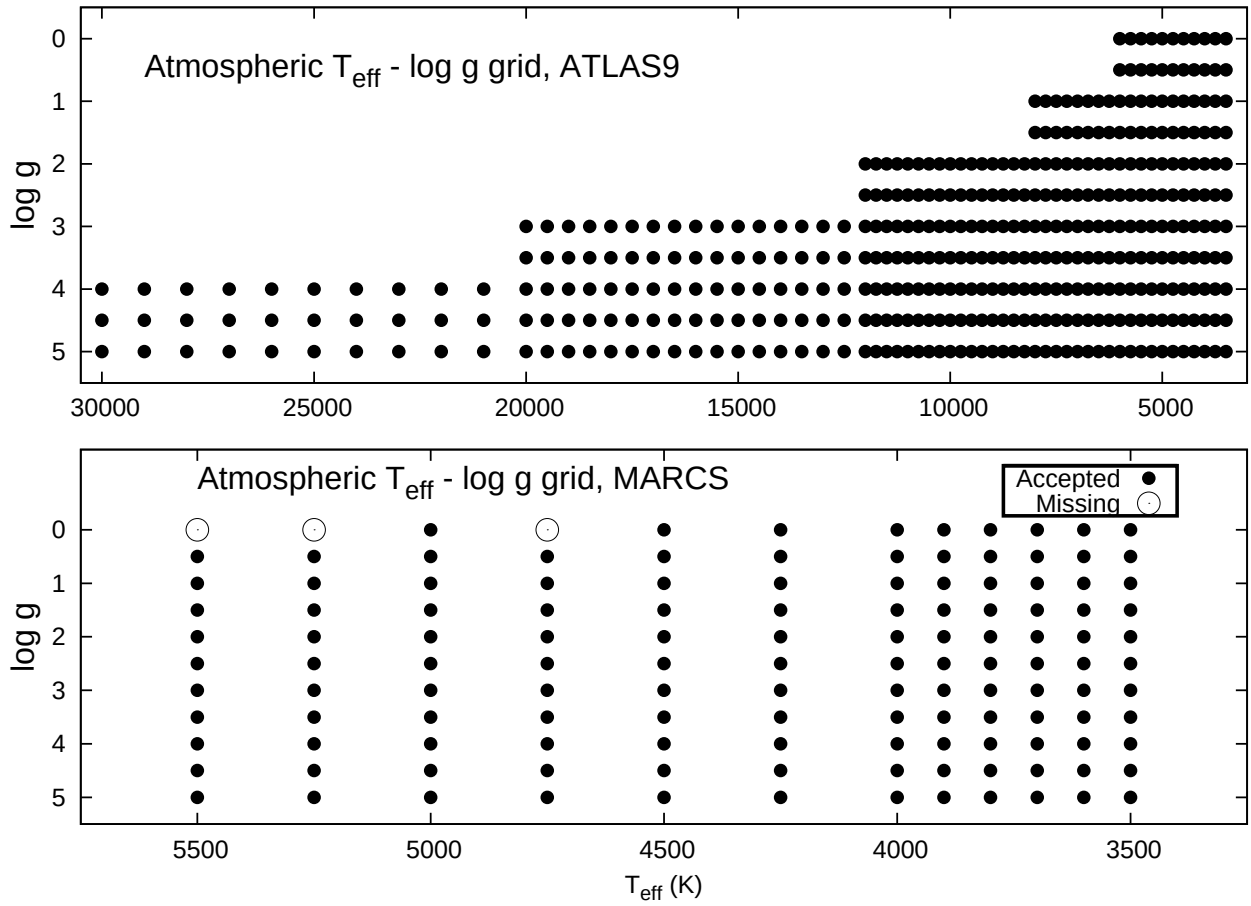
A SYNTHE esetében is pontosan követtem a Fiorella Castelli által a honlapján[2] összeállított utasításokat, és létrehoztam egy kódot, amely tetszőleges atmoszferikus paraméterekre automatikusan ki tudott számolni egy elméleti spektrumot. A spektrumszámolás során szükség van egy modellatmoszférára, amelyből a kód kiolvassa a szintézishez szükséges paramétereket. Ezen kívül még a vonallistákat kellett megadni, végül pedig a kívánt felbontást, hullámhossztartományt, mikroturbulens és rotációs sebességet.

2.2. Az APOGEE−ATLAS modellatmoszférák

2.2.1. A modellatmoszféra-rács paraméterei

A modellatmoszféra és a spektrumszintézis során a legfontosabb bemeneti paraméterek az effektív hőmérséklet ($T_{\rm eff}$), a felszíni nehézségi gyorsulás (log g), amelyet cm/s^2-ben mérnek, és a csillagok kémiai összetétele. Az új APOGEE−ATLAS-rács paramétereit úgy állítottam be, hogy az akkor ismert csillagpopulációk fizikai paramétertereit minél nagyobb mértékben lefedje. Az [M/H]-t −5 és 1,5 között változottam és a modellekben minden elem ezekkel az értékekkel volt skálázva. A skálázott szoláris elemgyakoriságtól a szén ([C/M]) és az α-elemek ([α/M]) esetében tértem el, minden egyes fémtartalom esetében ezek −1,5, és 1 között változtak. Az elemgyakoriságok felosztását a 2.1. táblázatban foglaltam

[2] https://wwwuser.oats.inaf.it/castelli/



2.2. ábra. *A modellek felszíni nehézségei gyorsulásai az effektív hőmérséklet függvényében. A felső panelen az ATLAS9-modellek láthatók, az alsó panelen pedig a MARCS-modellek. A konvergált modellek telített körökkel, a hiányzó modellek pedig üres körökkel vannak jelölve. Pontatlanságuk miatt nem publikáltam azokat a modelleket, amikben C/O* $>$ *1,7 és* $T_{\rm eff} < 4000$ *K. Forrás: Mészáros et al. (2012)*

össze, és a 2.1. ábrán láthatóak. A Mészáros et al. (2012) publikálása után merült fel az igény egy [M/H] = 0,75 dex fémtartalmú rácsra, amelyet később csatoltam a teljes APOGEE−ATLAS-adatbázishoz, így összesen 2099 különböző összetételhez érhetőek el modellek. Az ODF-táblázatok és Rosseland-opacitások $v_{\rm mikro}$ = 0, 1, 2, 4, 8 km s^{-1} esetekre lettek kiszámolva, míg a modellatmoszférákhoz $v_{\rm mikro}$ = 2 km s^{-1}-t használtam. Néhány extrém kémiai összetételre nem volt lehetséges belátható időn belül a Rosseland-opacitásokat meghatározni, ezeket a hiányzó elemgyakoriságokat a 2.2. táblázatban soroltam fel. Az [α/M] értékek variálásánál a következő α-elemeket vettem figyelembe: O, Ne, Mg, Si, S, Ca és Ti. Minden kémiai összetételhez ugyanazokat a $T_{\rm eff}$−log g pároknál futtattam az ATLAS9-et, a $T_{\rm eff}$ értékeket 3500 K és 30 000 K között változtattam, a log g pedig a hőmérséklettől függően 0 és 5 között mozgott. Ezeket az értékeket a 2.3. táblázatban soroltam fel és a 2.2. ábrán láthatók.

Az összes ODF, Rosseland-opacitás fájl és ATLAS9 model szabadon elérhető az APOGEE−ATLAS honlapjáról[3]. A teljes adatbázis összesen 853943 modellatmoszférát tartalmaz. Az ATLAS-kódcsalád a Robert Kurucz által összeállított és karbantartott vonallistát használja, amelyek letölthetőek a honlapjáról[4]. Az új modellekhez a Schwenke (1998) által publikált a TiO-vonallistát használtam, míg a H_2O Partridge & Schwenke (1997)-től származott. Ez utóbbi már egy frissített H_2O-vonallista volt, de Castelli & Kurucz (2003) még egy régebbi verziót használt. A szoláris kémiai összetétel referenciatáblázatát is frissítettem az Asplund et al. (2005) által közölt értékekre. A modellatmoszférákat konvekció figyelembe vételével számoltam, és a keveredésihossz-paraméter, l/H_p = 1,25-re volt állítva, de a konvektív túllövést kikapcsoltam. Minden modellt pontosan ugyanabban a mélységben mintavételeztem, a 72 réteg

[3]http://www.iac.es/proyecto/ATLAS-APOGEE/

[4]http://kurucz.harvard.edu/linelists.html

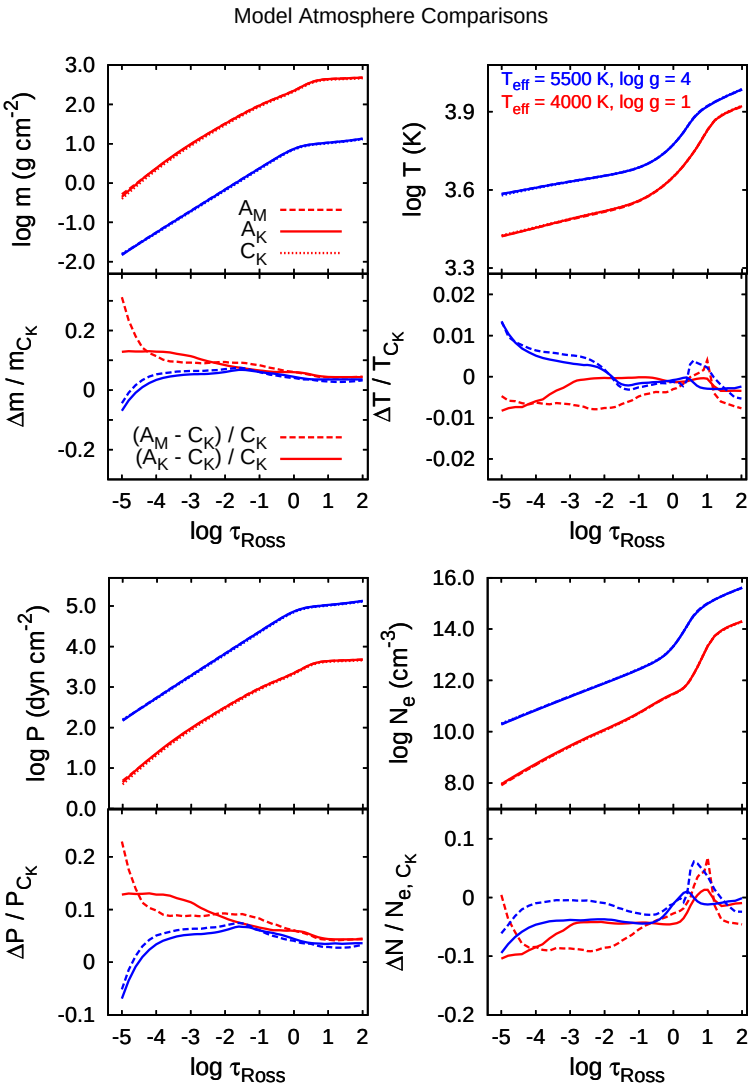
$\log_{10}\tau_R = -6{,}875$ és 2 között változott 0,125-ös lépésközzel. A könnyű összehasonlítás érdekében ezek a paraméterek megegyeztek a Castelli & Kurucz (2003) által használt paraméterekkel.

A számításokat az IAC Diodo nevű klaszterén végeztem 2011-ben. Akkoriban a Diodo összesen 80 magot és 256 GB memóriát tartalmazott. A számítási kapacitást 32 db 2 magos Intel Xeon 3,20 GHz EM64T és 16 db 1 magos Intel Xeon (E7340) 2,40 GHz EM64T processzor adta. Az összes ODF, Rosseland-opacitás és modellatmoszféra számolás nagyjából 3 hónapot vett igénybe mind a 80 magot használva.

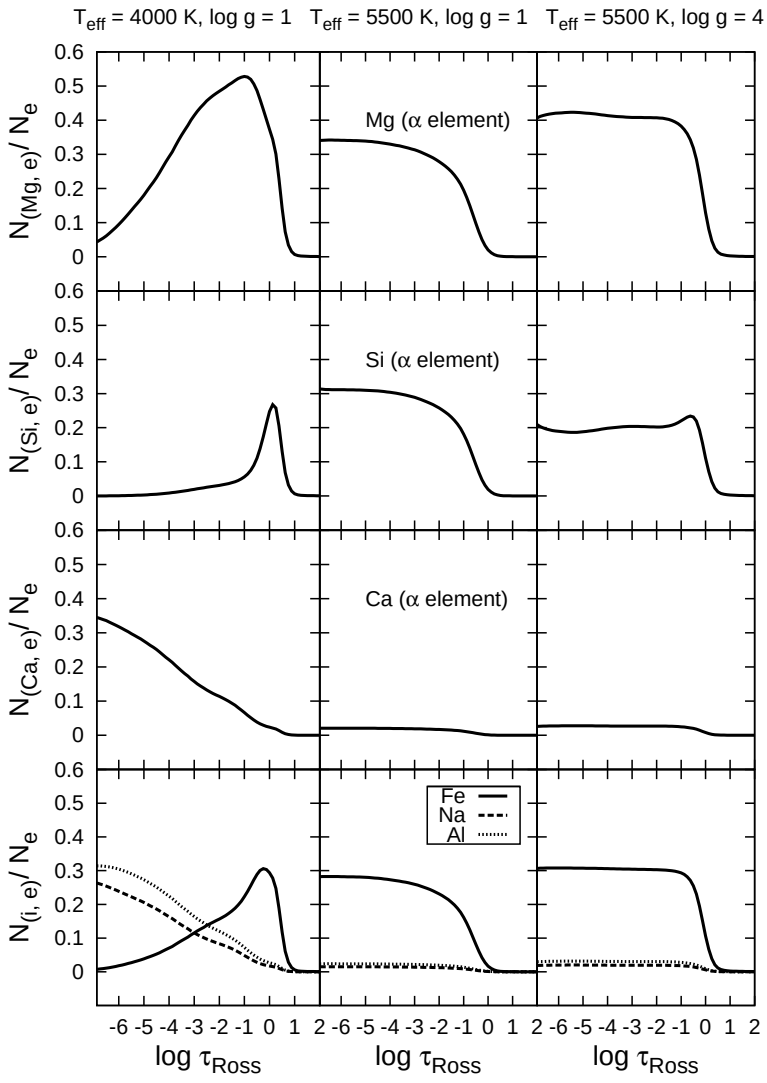
2.2.2. Az APOGEE−ATLAS és a Castelli-Kurucz-rács összehasonlítása

Ha a kémiai összetétel megváltozik, annak az opacitáson és a hidrosztatikai egyensúly egyenletén (az ideális gáz állapotegyenletében beállt változás miatt) keresztül hatása van az atmoszféra szerkezetére. Ez elsősorban a késői típusú, alacsonyabb hőmérsékletű csillagok külső régióinak felmelegedésében vagy lehűléseben mutatkozik meg. Az állapotegyenletben beállt változásnak több oka lehet, többek között az átlagos molekulasúly, és/vagy a szabad elektronok számának növekedése vagy csökkenése lehet jelentős. Utóbbinak elsődleges oka a fontos elektrondonor-atomok (Mg, Si, Ca, Fe stb.) számának megváltozásában keresendő. Ebben az alfejezetben az új APOGEE−ATLAS-, MARCS- és a régi Castelli-Kurucz-modelleket hasonlítom össze, és megvizsgálom a frissített Nap referencia elemgyakoriság hatását az atmoszféra szerkezetére.

A 2.3. ábrán két szoláris összetételű modell struktúráját hasonlítom össze, az egyik $T_{\rm eff}$ = 4000 K, log g = 1 (vörös vonal), a másik $T_{\rm eff}$ = 5500 K, log g = 4 (kék vonal) paraméterekkel rendelkezik. A 2.3. ábra paneljein a tömeg (m), a hőmérséklet (T), a gáznyomás (P), a szabad elektronok számának ($N_{\rm e}$) a Castelli (2005b)-féle ($C_{\rm K}$) atmoszféra értékeire vonatkoztatott aránya látható a Rosseland-féle opacitás függvényében. A piros vonalak az ATLAS9-, a kék vonalak a MARCS-légkörmodelleket mutatják. Amíg az APOGEE−ATLAS- és MARCS-modelleknek tulajdonképpen ugyanaz a kémiai összetétele (Asplund et al., 2005; Grevesse et al., 2007), a Castelli-Kurucz-modellek régebbi Nap referenciát használtak (Grevesse & Sauval, 1998).



2.3. ábra. *Ezen az ábrán több példa is látható az ATLAS9- és MARCS-modellatmoszférák szerkezetére. Vörös vonallal a $T_{\rm eff}$ = 4000 K, log g = 1, kék vonallal a $T_{\rm eff}$ = 5500 K és log g = 4 esetet ábrázoltam. Az APOGEE−ATLAS-modellt a folytonos vonal, a Castelli (2005b)-féle ATLAS9-modellt pontozott vonal, a MARCS-modellt a szaggatott vonal mutatja. A paneleken a tömeg (m), a hőmérséklet (T), a gáznyomás (P), a szabad elektronok száma ($N_{\rm e}$) és azoknak a Castelli (2005b)-féle ($C_{\rm K}$) atmoszféra értékeire vonatkoztatott aránya látható a Rosseland-féle opacitás függvényében. Forrás: Mészáros et al. (2012)*



2.4. ábra. *A légkörben keletkező fő elektrondonorok hozzájárulása a teljes szabad elektronszámhoz a Rosseland-féle opacitás függvényében. A legtöbb elektront a Mg, Si és Ca szolgáltatja. Forrás: Mészáros et al. (2012)*

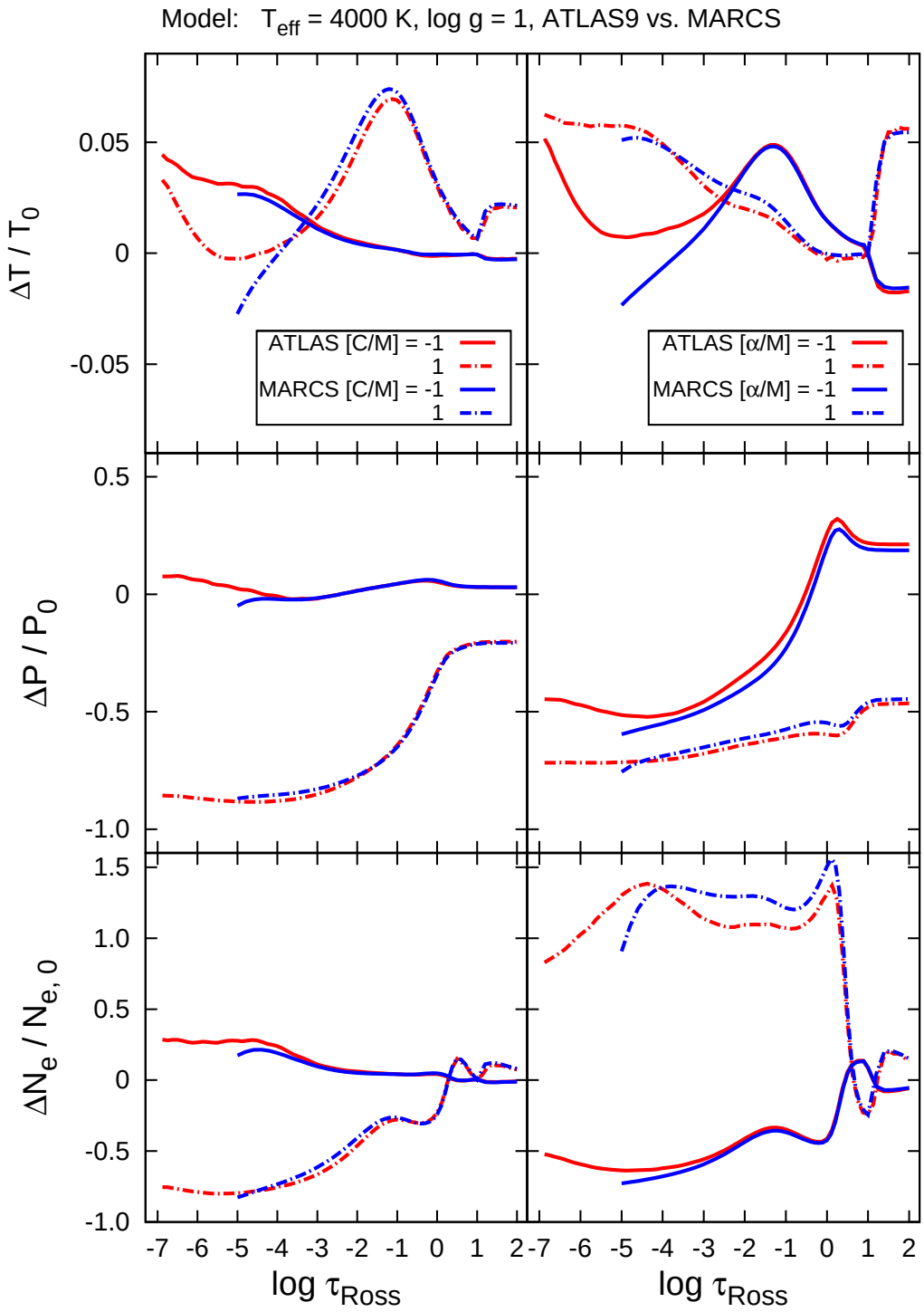
Általánosságban elmondható, hogy az egyezés az APOGEE−ATLAS- és MARCS-atmoszférák között nagyon jó, a hőmérséklet-különbség 1%-on belül van, míg a gáznyomás és a szabad elektronok száma 2−3%-on belül megegyezik abban a tartományban, ahol az abszorpciós vonalak nagy része keletkezik ($\tau_R > 0{,}01$). A kis különbségeknek két oka lehet: az egyik abban keresendő, hogy az állapotegyenletet a két kód különbözőképpen oldja meg, a másik az, hogy az ATLAS9 ODF-táblázatokat használ az opacitás kiszámolásához, a MARCS pedig az OS módszert. 4000 K alatti effektív hőmérsékleten a két modellatmoszféra hőmérséklete között a különbség nagyobb, mint magasabb hőmérsékleteken, aminek oka az, hogy az ATLAS- és MARCS-modellek más H_2O- és TiO-vonallistát használtak.

Jelentős eltérést lehet látni az új APOGEE−ATLAS és a régebbi Castelli-Kurucz-modellek gáznyomása és szabad elektronjainak száma között, aminek elsődleges oka az újabb Nap referencia összetétel használata az APOGEE−ATLAS-modellekben. Asplund et al. (2005)-ben jelentősen csökkent a Nap oxigén-, szén- és nitrogéntartalma a korábbi táblázatokhoz képest, aminek jelentős hatása van a légkör szerkezetére, mert a Rosseland-féle opacitás lecsökken az adott hőmérsékleten és nyomáson. Az alacsonyabb Rosseland-opacitás megnöveli a gáznyomást, amit már nem tud kompenzálni a megnövekedett elektronszám. A MARCS- és ATLAS9-modellek között Gustafsson et al. (2008) végzett még részletes összehasonlítást.

A 2.4. ábrán az látható, hogy mely elemek járulnak hozzá legnagyobb mértékben az atmoszférában található szabad elektronokhoz. A $T_{\rm eff}$ = 4000 K, log g = 1 modellnél a legtöbb elektront a magasabb rétegekben a Ca, Mg, Na és Al, míg a mélyebb rétegekben az Mg, Si és Fe adják. A magasabb hőmérsékletű csillagok légkörében ez megváltozik, mert a hőmérséklet növekedésével egyre több Fe és H fog ionizálódni, ezért az Mg, Si és Fe fog dominálni a teljes atmoszférában.

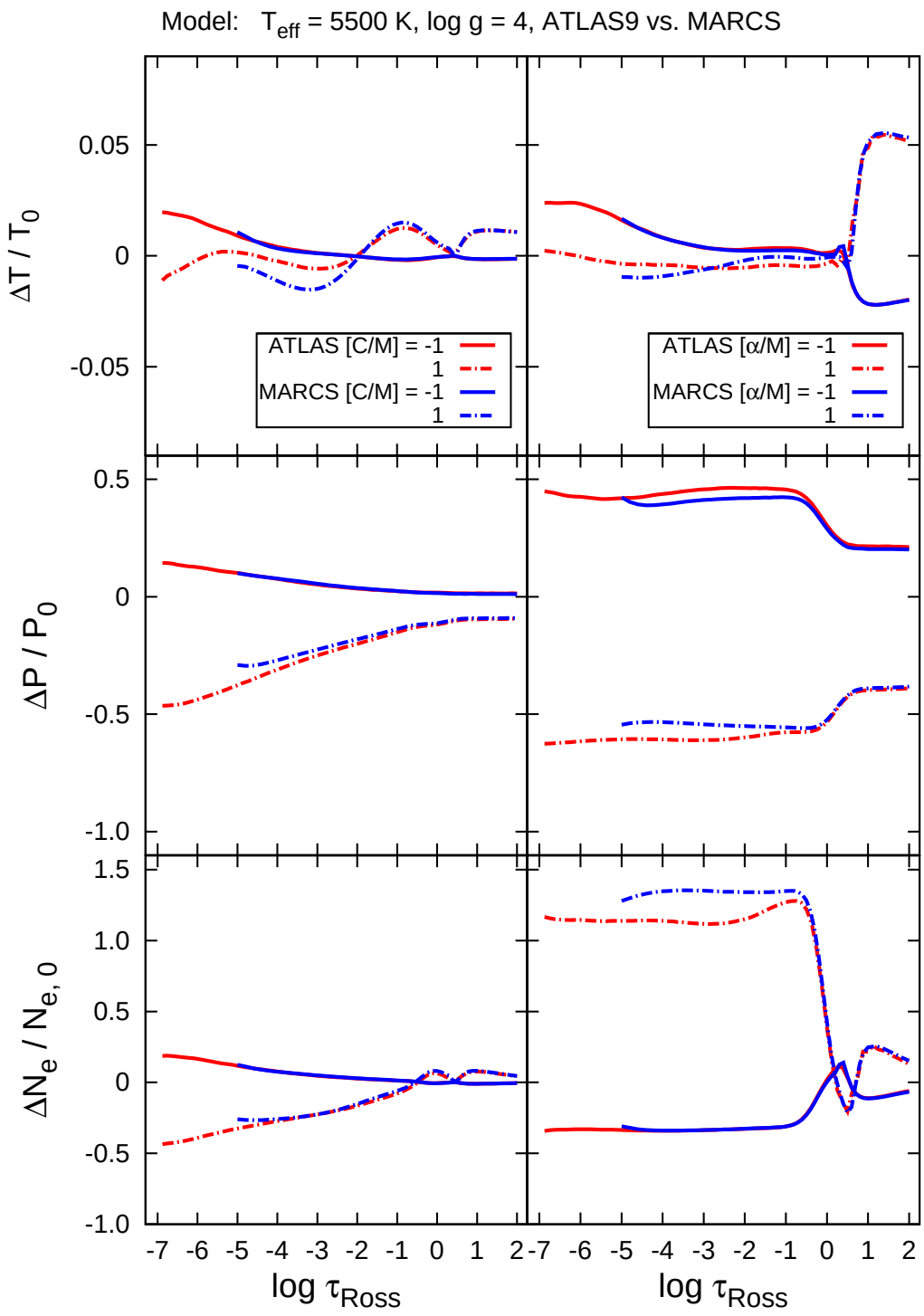
2.2.3. A kémiai összetétel hatása a modellatmoszférára

A 2.5. és 2.6. ábrák azt illusztrálják, hogy miként változik az atmoszféra szerkezete [C/M] = [α/M] = 1 és −1 elemgyakoriságú légkörben a [C/M] = [α/M] = 0 esethez viszonyítva. A 2.5. ábrán a $T_{\rm eff}$ = 4000 K, log g = 1 paraméterű ATLAS-APOGEE- (piros vonal) és MARCS-atmoszféra (kék vonal), a 2.6. ábrán pedig a $T_{\rm eff}$ = 5500 K, log g = 4 eset látható. A kémiai összetételnek mindkét modell esetében hasonló hatása van a hőmérsékletre, nyomásra és a szabad elektronok számára. A hőmérséklet-változás



2.5. ábra. *Példák arra, hogyan változtatja meg a [C/M] és [α/M] tartalom az atmoszféra szerkezetét egy vörös óriás csillagban. A paneleken a hőmérséklet (T), gáznyomás (P), a szabad elektronok száma (N_e) egy [C/M] = [α/M] = 1 és −1 elemgyakoriságú légkörben és azoknak a [C/M] = [α/M] = 0 esetek értékeire vonatkoztatott aránya látható a Rosseland-féle opacitás függvényében. A T_0, P_0, $N_{e,0}$ betűk a [C/M] = [α/M] = 0 esetet jelölik. Forrás: Mészáros et al. (2012)*

a $T_{\rm eff}$ = 4000 K modellnél általában 5% belül marad mind a C, mind az α-elemek esetében, amelyek ugyanolyan szimmetrikus változást mutatnak. Ez arra utal, hogy a CO-képződés az elsődleges oka a hőmérséklet-változásnak, mert az α-elemek között szerepel az O is. A számításokhoz használt molekulák közül a CO a legerősebben kötött molekula, ezért az összes szabad C- és O-elektront elhasználja képződése során. Elsőként az az atom fog elfogyni, amiből alapból kevesebb volt, a maradék pedig más



2.6. ábra. *Példák arra, hogyan változtatja meg a [C/M] és [α/M] tartalom az atmoszféra szerkezetét egy fősorozati csillagban. A paneleken a hőmérséklet (T), gáznyomás (P), a szabad elektronok száma (N_e) egy [C/M] = [α/M] = 1 és −1 elemgyakoriságú légkörben és azoknak a [C/M] = [α/M] = 0 esetek értékeire vonatkoztatott aránya látható a Rosseland-féle opacitás függvényében. A T_0, P_0, $N_{e,0}$ betűk a [C/M] = [α/M] = 0 esetet jelölik. Forrás: Mészáros et al. (2012)*

molekulákat fog alkotni. Ha az O dominál, akkor egy normál csillagok fogunk kapni, azonban ha a C-ből van több, akkor az több CO molekulát fog képezni, jelentősen hozzájárulva az opacitáshoz, és ezzel jelentősen megváltoztatva a csillag színképét. A $T_{\rm eff}$ = 5500 K esetében a CO-képződés már nem jelentős, ezért sem a C-, sem az α-tartalom nem fogja befolyásolni különösebben az atmoszféra hőmérsékletét.

Nagy változásokat lehet látni a nyomásban és a szabad elektronok számában is mindkét elemgya-

koriság esetében. A nyomásban beállt változás mértéke eltérő a $T_{\rm eff}$ = 4000 K, log g = 1 és a $T_{\rm eff}$ = 5500 K, log g = 4 modellnél, aminek oka elsősorban a nehézségi gyorsulás nagy különbsége. Az α-elemek emelkedése érdekes módon csökkenteni fogja a nyomást, hiába emelkedik az elektronnyomás az elektronok megnövekedett száma miatt. Ez a nagyszámú α-elem folytonos abszorpcióra tett hatásával magyarázható.

A számításaim során elvégzett tesztek során kiderült, hogy a több szénatomot tartalmazó molekulák (C_2H_2, C_3 stb.) jelentős hatással vannak a hűvösebb csillagok légkörének szerkezetére, ha a C/O arány 1,7-nél magasabb. Sajnos ezeknek a molekuláknak a vonallistája nem volt szabadon elérhető 2011-ben, ezért nem tudtam őket a számításaim során felhasználni. Ezek a molekulák jelentősen megnövelik az atmoszféra méretét abban a tartományban, ahol a legtöbb abszorpciós vonal keletkezik, ezért nem publikáltam azokat a modelleket amiknél fennálltak a $T_{\rm eff} < 4000$ K és C/O $> 1{,}7$ feltételek.

2.3. A JWST fluxuskalibrációját megalapozó spektrumadatbázis létrehozása

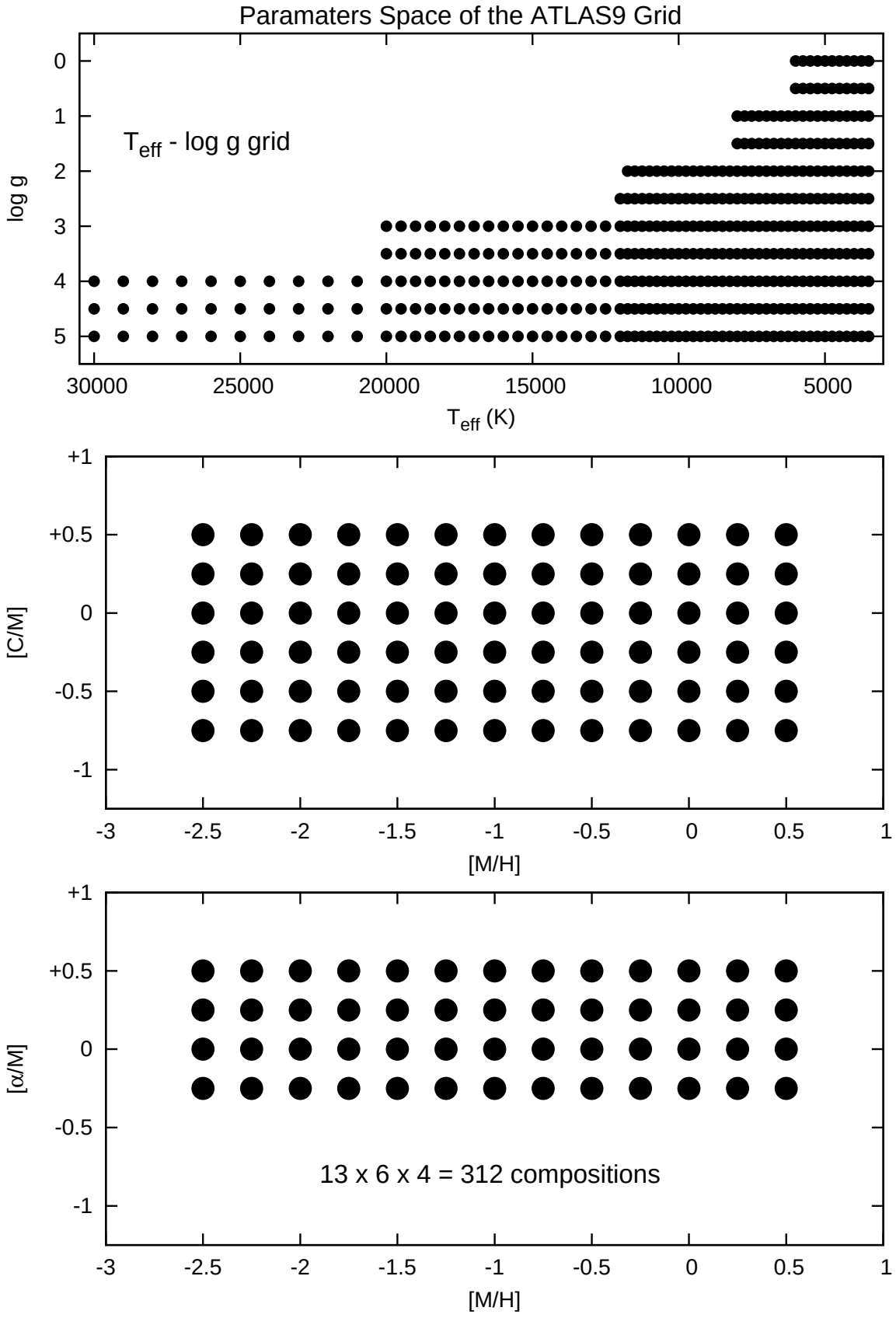
A Hubble űrtávcső műszereinek fluxuskalibrációja három fehér törpe színképének tiszta hidrogénből álló NLTE modellekkel illesztett spektrális energiaeloszlásán (SED) alapul (Bohlin et al., 2017). Ezután a másodlagos fluxus-sztandardokat lehet definiálni kiválasztott csillagok SED-jének elméleti spektrumokkal történő illesztésével. A JWST esetében is hasonló eljárást követnek, azonban a JWST műszereinek fluxuskalibrációjához szükség volt egy olyan kiterjedt spektrumadatbázis létrehozására, amely a közepes infravörös tartományt is lefedi egészen 30 μm-ig, és nagy kémiai összetétel-tartományt ölel fel.

Az APOGEE−ATLAS-rács publikálása után 2013-ban kapcsolatba lépett velem Ralph Bohlin (STScI), a JWST műszereinek fluxuskalibrációját végző kutatócsoport vezetője, hogy az APOGEE−ATLAS-rácsra építve készítsek el egy olyan új spektrumadatbázist, amit majd a JWST fluxuskalibrációjára tudnak használni. Ennek eredménye lett a BOSZ-spektrumrács, amelynek neve a Bohlin és Szabolcs nevek első két betűjéből összerakott mozaikszó. Ezt az adatbázist az STScI kutatóival együtt a Bohlin et al. (2017)-ben (2. és 3. fejezet) publikáltam, és ebben a fejezetben a JWST fluxuskalibrációjához használt BOSZ-rács létrehozását részletezem.

2.3.1. A BOSZ-spektrumrács ismertetése

Egy nyilvánosan elérhető és folyamatosan frissített spektrumadatbázis számos asztrofizikai elemzéshez fontos, beleértve a spektroszkópiai égboltfelméréseket is. Az irodalomban több színképadatbázis is elérhető, ilyen például a Zwitter et al. (2004) által a *Gaia*-misszió részére az ATLAS9-modellek felhasználásával számított rács. Újabban Coelho (2014) hozott létre egy nagyobb spektrumadatbázist, amiben 12 különböző kémiai összetételhez a $-1{,}3$ és 0,2 fémtartalom között érhetőek el elméleti színképek. Coelho (2014) több elérhető adatbázist is felsorol, azonban ezek a rácsok még régebbi, Anders & Grevesse (1989) vagy Grevesse & Sauval (1998) által publikált szoláris kémiai összetételt használtak referenciaként. Hasonlóan tehát az APOGEE−ATLAS-rács kiszámolásához, a JWST fluxuskalibrációjához használt új elméleti színképadatbázis kiszámolásához is szükséges volt modernebb szoláris kémiai összetételt használni.

A BOSZ-rács kiszámolásához az APOGEE−ATLAS-adatbázist (Mészáros et al., 2012) használtam fel, amely az Asplund et al. (2005) által publikált Nap referencia értékeket használta. A spektrumszintézishez a SYNTHE linuxos verzióját (Sbordone, 2004) használtam, és az APOGEE−ATLAS-modellekből közvetlenül átvettem az elemgyakoriságok értékeit. A rács atmoszferikus paramétereit a 2.4. táblázatban soroltam fel, és a 2.7. ábrán mutatom be. Az APOGEE−ATLAS-rács 2099 különböző elemgyakorisághoz tartalmaz modelleket, ezt a nagy tartományt csökkenteni kellett ahhoz, hogy a végső színképrács kezelhető méretű legyen, ezért csak a természetben leggyakoribb kémiai összetételekhez

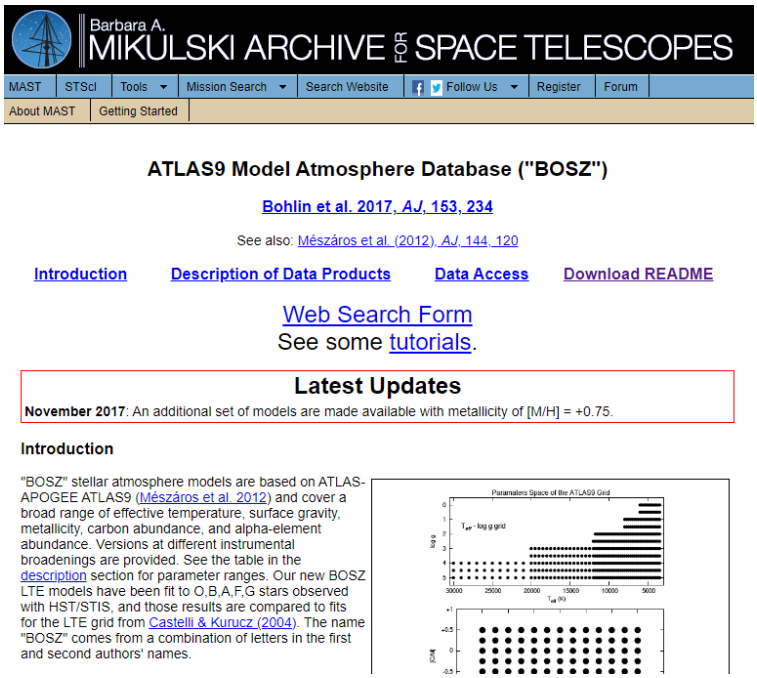


2.7. ábra. *Felső panel: az egyes elemgyakoriságokhoz tartozó* $T_{\rm eff} - \log g$ *eloszlás. Középső panel: a rácshoz használt [C/M] értékei a fémtartalom függvényében. Alsó panel: a rácshoz használt [*α*/M] értékei a fémtartalom függvényében. A teljes BOSZ-adatbázis 13 [M/H], 6 [C/M]és 4 [*α*/M] elemgyakoriságot tartalmaz, összesen 312 egymástól különböző kémiai összetételt adva. Forrás: Bohlin et al. (2017)*

2.4. táblázat. A BOSZ-spektrumok atmoszferikus paraméterei. Forrás: Bohlin et al. (2017)

Paraméter	Min	Max	Lépésköz	Paraméter	Min	Max	Lépésköz
[M/H]	−2,5	0,5	0,25				
[C/M]	−1,0	0,5	0,25				
[α/M]	−0,25	0,75	0,25				
$T_{\rm eff}$	3500	6000	250	log g	0	5	0,5
$T_{\rm eff}$	6250	8000	250	log g	1	5	0,5
$T_{\rm eff}$	8250	12000	250	log g	2	5	0,5
$T_{\rm eff}$	12500	20000	500	log g	3	5	0,5
$T_{\rm eff}$	21000	30000	1000	log g	4	5	0,5

számoltam színképeket. A BOSZ-rács még így is 312 különböző elemgyakoriságot tartalmaz, 13 [M/H], 6 [C/M]és 4 [α/M] elemgyakoriságra felbontva −2,5 és 0,75-ös metallicitás között. A spektrumokat 100 nm és 32 μm közötti tartományban számoltam ki vákuumbeli hullámhosszakat használva.



2.8. ábra. *A BOSZ spektrumadatbázis honlapja Mikulski Archive for Space Telescopes oldalán (https://archive.stsci.edu/prepds/bosz). Forrás: a dolgozat számára készített illusztráció*

Először egy R = 300 000-es felbontású színképet hoztam létre konvektív túllövés nélkül, a keveredésihossz-paramétert l/H_p = 1,25-re állítva. A nagy felbontású színkép mintavételezéséhez egyetlen pontot használtam felbontáselemenként. A 300 000-es színképen kívül még kilenc alacsonyabb felbontást számoltam ki, amelyeknél a mintavételezés már két pont volt felbontáselemenként: R = 100 000, 50 000, 20 000, 10 000, 5000, 2000, 1000, 500 és 200. A spektrumok a hullámhossz logaritmikusának értékében van egyenletesen mintavételezve $\lambda/2R$ lépésközzel, és minden azonos felbontású spektrum pontosan ugyanazt a hullámhosszértéket használja.

A szintézisnél a legfontosabb adat azoknak a vonalaknak a listája, amikből az opacitást számoljuk. A BOSZ-rácshoz a 2015 áprilisában elérhető, Robert Kurucz által összeállított vonallistát használtam. Fontos megjegyezni, hogy ezek a vonallisták folyamatosan frissülnek. A következő molekulák vonallistáját használtam fel: H_2O, CH, MgH, NH, OH, SiH, H_2, C_2, CN, CO, SiO és TiO. A TiO-vonallistának a Schwenke (1998) által publikált verzióját használtam, míg a H_2O-vonallista Partridge & Schwenke (1997)-től származott. A H_2O csak az 5500 K és annál hűvösebb, a TiO pedig csak a 4500 K és annál hűvösebb csillagok légkörében hoz létre abszorpciós vonalakat, ezért ezt a két molekulát csak ezekben a hőmérséklet-tartományokban használtam. Minden egyes elemgyakoriság 415 modellt tartalmazott (a hőmérséklet- és log g-tartomány a 2.4. táblázatban látható), tehát összesen 312 · 415 = 129 480 különböző atmoszferikus paraméterhez számoltam ki elméleti színképet. Mivel minden spektrum 10 felbontásban érhető el, a teljes BOSZ-adatbázis közel 1,3 millió fájlt tartalmaz. A BOSZ-spektrumadatbázis a Mikulski Archive for Space Telescopes (MAST) honlapjáról (2.8. ábra) tölthető le[5], a teljes adatbázis tömörítve kb. 3,7 TB méretű.

A spektrumokhoz tartozó fájlok három oszlopot tartalmaznak. Az első oszlop a hullámhossz

[5]https://archive.stsci.edu/prepds/bosz

angströmben, a második oszlop a vonalas spektrum, a harmadik pedig az elméleti kontinuum Eddington-féle felületi fényessége (H). A felületi fényességből a következő képlettel lehet kiszámolni a fluxust (F):

$$F = 4\pi H \tag{2.1}$$

Mivel a SYNTHE alapértelmezett kimenete az Eddington-féle fényesség négyszerese, ezért a BOSZ-modell esetében a következő képletet kell használni a fluxus kiszámolásához:

$$F = \pi H(\mathrm{BOSZ}) \tag{2.2}$$

Az így kapott fluxus mértékegysége erg cm^{-2} s^{-1} Å^{-1}.

2.4. Összefoglalás

Az APOGEE−ATLAS-adatbázis (Mészáros et al., 2012) létrehozásával a célom az volt, hogy az APOGEE számára olyan modellatmoszféra-rácsot készítsek, amelyre alapozva több százezer csillag fizikai és kémiai paraméterei meghatározhatóvá válnak. A végső ATLAS9-adatbázis a korábbiaknál több nagyságrenddel nagyobb lett: 2099 elemgyakorisághoz összesen 853 943, a konvergenciakritériumnak eleget tevő modellatmoszféra található benne. Az APOGEE−ATLAS-rácsban az [M/H] a −5 és 1,5, a [C/M] a −1,5 és 1, az [α/M] pedig a −1,5 és 1 dex közötti tartományt fedi le 0,25 vagy 0,5 dex lépésközzel, fémtartalomtól függően. A modellek T_{eff}-értékei 3500 K és 30 000 K között, a log g-értékei a hőmérséklettől függően 0 és 5 dex között változnak. Az első nyilvános SDSS-adatok, amelyekben az APOGEE már ezeket az új modellatmoszférákat használta, a 12-es adatközlésben jelentek meg (Alam et al., 2015). Az SDSS szintén az APOGEE−ATLAS-modellekre építette a teljes 13-as (Albareti et al., 2017) és 14-es APOGEE-adatközlését (Abolfathi et al., 2018), a 16-os (Ahumada et al., 2020) és 17-es végső adatpublikálásnál (Abdurro'uf et al., 2022) pedig a 8000 K-nél magasabb hőmérsékletű csillagok esetében alkalmazták.

Az APOGEE−ATLAS-modelleket számos más nagy égboltfelmérő program is felhasználta. Az SDSS−IV MaNGA nevű, közeli galaxisokat vizsgáló programjának fluxuskalibrációjához is felhasználták (Maraston et al., 2020), illetve a Pristine nevű, alacsony fémtartalmú csillagokat észlelő programja is erre az adatbázisra alapozta fizikai paramétereit (Arentsen et al., 2021; Starkenburg et al., 2018; Aguado et al., 2019). A *Gaia*−ESO-ban is használt iSpec (Blanco-Cuaresma et al., 2014), illetve GALA (Mucciarelli et al., 2013) és SYNSPEC (Hubeny et al., 2021) nevű, atmoszferikus paramétereket meghatározó kódokban is szabadon elérhető az APOGEE−ATLAS-rács. Ezeket a modellatmoszférákat használta Hidalgo et al. (2018) is a BaSTI csillagfejlődési izokronok új verziójának létrehozásához.

A BOSZ-spektrumrács létrehozása mögötti célkitűzésem az volt, hogy a JWST műszereinek fluxuskalibrációjához szükséges elméleti színképeket kiszámoljam. Ehhez az APOGEE−ATLAS-modellekre építve a korábban publikusan elérhető színképrácsoknál sokkal nagyobb adatbázist építettem, amihez a SYNTHE nevű programot használtam. A BOSZ rács (Bohlin et al., 2017) 312 különböző elemgyakoriságot és összesen 129 480 színképet tartalmaz −2,5 és 0,75 dex metallicitás között, amelyek 10 felbontásban érhetők el az STScI MAST honlapjáról. A BOSZ-rács szolgált a JWST műszereinek fluxuskalibrációjának alapjául, amelynek részleteiről Gordon et al. (2022) publikációjában lehet olvasni. A BOSZ színképeit több nagy égboltfelmérő program is felhasználta, köztük a sötét energiát kutató DESI nevű program (Dey et al., 2019) és a Gaia asztrometriai felmérés is a DR2 (Evans et al., 2018) fotometriai adatainak kalibrálásra.

3. fejezet

Az APOGEE atmoszferikus paramétereinek kalibrálása

Az APOGEE céljainak teljesítéséhez jelentős mértékű szoftverfejlesztést kellett végrehajtani, majd pedig az adatokat kalibrálni a publikussá válás előtt. 2011 után egészen a program végéig (2020-ig) vettem részt az APOGEE fejlesztéseiben. A 3.2. fejezetben először az atmoszferikus paramétereket kiszámoló programhoz szükséges interpolációs algoritmusokkal kapcsolatos eredményeimet (Mészáros & Allende Prieto, 2013) mutatom be. A Jönsson et al. (2020) 4.3.1-es fejezetében publikáltam azt az új interpolációs eljárást, amellyel az APOGEE által használt ATLAS9- és MARCS-modellatmoszféra-rácsban jelentkező konvergenciaproblémák miatt hiányzó modelleket ki lehetett tölteni, ezt az eljárást a 3.3. fejezetben ismertetem.

Az APOGEE 2013-as első adatpublikálásában, amely egyben az első nagy felbontású spektroszkópiai program adatainak nyilvánossá tétele volt, közel 30 000 csillag fizikai paramétereit és kémiai összetételét tettük mindenki számára szabadon elérhetővé. Az együttműködésen belül az volt a feladatom, hogy ezeknek a paramétereknek a kalibrációját elvégezzem. Ennek eredményeit két az APOGEE nem nyilvános adatait felhasználó publikációban ismertettem: az SDSS 10. adatközlésének (DR10)[1] általános leírásában, az Ahn et al. (2014) 3.7-es fejezetében, és egy külön, az APOGEE DR10 adatainak ismertetésének szentelt cikkben, a Mészáros et al. (2013)-ban. Ezeket az eredményeimet a 3.4. fejezetben ismertetem.

3.1. Az ASPCAP általános ismertetése

Az APOGEE Stellar Parameters and Chemical Abundances Pipeline (ASPCAP, García-Pérez et al., 2016) fejlesztésének célja, hogy az APOGEE által észlelt színképekből meghatározza a csillagok atmoszferikus paramétereit és elemgyakoriságait. Bár az ASPCAP mögött álló alapvető módszer az évek során nem változott, a program maga 2010 és 2020 között folyamatos fejlesztés alatt állt. Minden verzió először egy 6 dimenziós paramétertérben kiszámolt elméleti spektrumadatbázisban kereste az észlelt és pszeudo-kontinuumnormalizált színkép legjobb elméleti megfelelőjét. Az első körben illesztett 6 paraméter a következő: $T_{\rm eff}$, log g, [M/H], [C/M], [N/M] és [α/M]. Ezek az elemgyakoriságok azért lettek kiválasztva, mert a H sávban a színkép jelentős része érzékeny az N, C és α-elemek koncentrációjának változására. Az adott csillag végső paraméterei a legjobban illeszkedő elméleti spektrum atmoszferikus paramétereivel egyeznek meg. A DR10 esetében még nem létezett az a második kör, amelynek során az első hat paramétert rögzítették, és a spektrumnak az adott elem koncentrációjára érzékeny abszorpciós vonalait illesztve határozták meg legalább 15 elem elemgyakoriságát. A DR10-hez használt ASPCAP verziót 2010 és 2013 között fejlesztették ki, és ebben a fejlesztésben én is aktívan részt vettem.

Az ASPCAP két nagy részből állt. A spektrumok illesztéséért a FERRE (Allende Prieto et al.,

[1] http://www.sdss3.org/dr10/

2006) nevű FORTRAN90-kód felelt, ami a megfigyelt és az elméleti színképek közötti különbségeket felhasználva végzett χ^2-minimalizációt. A második rész a DR10-hez IDL-ben megírt algoritmus, amely beolvasta az észlelt spektrumot, és a kontinuum-normalizáció után a FERRE számára használhatóvá alakította, majd lefuttatta a programot, és összegyűjtötte a kimeneti paramétereket, amiket FITS-formátumú táblázatokba írt. A FERRE minden spektrumot 12-szer illesztett meg véletlenszerű kezdeti paraméterektől kiindulva, és két különböző elméleti színképadatbázist használt a hőmérséklettől függően.

A DR10 esetében az elméleti spektrumadatbázis létrehozásakor a Castelli-Kurucz-modellatmoszférákat (Castelli & Kurucz, 2003), az akkoriban legújabbnak számító kontinuum- és vonalopacitásokat (Allende Prieto et al., 2003; Allende Prieto, 2008), és az ASSeT nevű spektrumszintézis-kódot (Koesterke et al., 2008; Koesterke, 2009) használták. A DR10-hez használt spektrumrácsot LTE-közelítésben számolták ki. Mivel ezeknek a spektrumoknak legalább egy évvel a DR10 előtt el kellett készülniük, az általam számolt APOGEE−ATLAS-modellatmoszférákat (Mészáros et al., 2012) csak a DR12-ben használták először. Ezért a DR10-ben még nem volt lehetséges pontosan ugyanazt a kémiai összetételt használni a spektrumszintézis során, mint a modellatmoszférákban. Ennek oka a Castelli-Kurucz-féle modellatmoszféra-adatbázis korlátozott kémiai összetétel-variációja volt (lásd 1.1.4. fejezet). Míg a modellatmoszféráknál a kémiai összetétel csak szűk tartományban mozgott, a DR10-ben használt spektrumrácsban a [C/M], [N/M] és [α/M] elemgyakoriságok már nagy tartományon belül változtak. Az egyszerűség kedvéért a mikroturbulens sebességet a $v_{\rm mikro} = 2,24 - 0,3 \cdot \log g$ képlettel számolták ki.

A kontinuum- és vonalopacitásokat az irodalomból Allende Prieto et al. (2003) és Allende Prieto (2008) gyűjtötte össze, a végső lista pedig atomos és több molekula (CO, OH, CN, C_2, H_2 és SiH) atomfizikai paramétereit is tartalmazta. Az így kapott vonallisták elméleti, asztrofizikai és laboratóriumi oszcillátorerősséget foglaltak táblázatba, amelyeket az átmenet hullámhosszával és a csillapodási tényezővel együtt engedtek változtatni a Nap színképének illesztése során, előállítva így a végső szintézishez használt vonallistát. Végeredményben két színképrácsot használtak a DR10-ben: az egyiket az M és K színképtípusú csillagokra alkalmazták ($3500 \leq T_{\rm eff} \leq 5000$ K), a másikat pedig a G és F színképtípusúakra ($4750 \leq T_{\rm eff} \leq 6500$ K).

3.1.1. Az interpolációs módszerek ismertetése

Amint azt az előző szekcióban már említettem, az ASPCAP több előre kiszámított spektrumrácsban interpoláció felhasználásával illeszti meg a megfigyelt színképet. Annak érdekében, hogy ezeket az adatbázisokat használható méreten tartsuk, általában viszonylag nagy lépésközzel számoljuk ki a modelleket (lásd 1. fejezet), arról nem is beszélve, hogy alacsony hőmérsékleten, amikor sok molekula is hozzájárul az opacitásokhoz, a számítási idő szignifikáns lesz. Algoritmustól függően egy csillagot többször is analizálni kell, tovább növelve a szükséges modellatmoszférák számát.

A gyakorlatban tehát valamilyen formában egy már létező elméleti modellatmoszféra-, vagy spektrumadatbázison interpolálnak. Leggyakrabban ez a modellatmoszféra-fájlban található termodinamikai paraméterek (hőmérséklet, nyomás, szabad elektronok száma stb.) interpolációját jelenti. Másik lehetőség a spektrum fluxusértékeinek interpolációja, azonban ezeknek a módszereknek a pontossága eltérő, és az irodalomban korábban nem vizsgálták részletesen, hogy melyik is a legpontosabb. Az ASPCAP fejlesztésének korai szakaszán is felmerült az a kérdés, hogy melyik interpolációs algoritmust használjuk az első publikus adatok előkészítésénél. Célom az volt, hogy megvizsgáljam, vajon a modellatmoszféra vagy a fluxus interpolációja a pontosabb, és az utóbbinál melyik algoritmust érdemes használni.

A kérdés megválaszolása érdekében egy kisebb ATLAS9 modellatmoszféra-adatbázist készítettem, amelyben a fémtartalom $-2,5$ és 0,5 dex között 0,5 dex lépésközzel, a $T_{\rm eff}$ 4500 és 6250 K között 250 K lépésközzel, és a log g 1,5 és 4,5 dex között 0,5 dex lépésközzel változott. Ebben a tartományban szintén kiszámoltam 400 modellatmoszférát, amelyekhez véletlenszerű [M/H]-t, $T_{\rm eff}$-t, és log g-t társítottam.

3.1. táblázat. A kalibrációhoz használt csillaghalmazok irodalmi paraméterei. Forrás: Mészáros et al. (2013)

ID	Név	[Fe/H]	Ref.[a]	E(B−V)	Ref.[b]	log τ[c]	Hivatkozás [d]
NGC 6341	M92	-2,35±0,05	1	0,02	1	10,0	9, 10
NGC 7078	M15	-2,33±0,02	1	0,10	1	10,0	9, 31, 32, 33, 34, 35
NGC 5024	M53	-2,06±0,09	1	0,02	1	10,0	
NGC 5466		-1,98±0,09	1	0,00	1	10,0	25
NGC 4147		-1,78±0,08	1	0,02	1	10,0	
NGC 7089	M2	-1,66±0,07	1	0,06	1	10,0	
NGC 6205	M13	-1,58±0,04	1	0,02	1	10,0	1, 2, 28
NGC 5272	M3	-1,50±0,05	1	0,01	1	10,0	1, 2, 28, 29, 30
NGC 5904	M5	-1,33±0,02	1	0,03	1	10,0	18, 19, 20, 21, 22, 23
NGC 6171	M107	-1,03±0,02	1	0,33	1	10,0	26, 27
NGC 6838	M71	-0,82±0,02	1	0,25	1	10,0	11, 12, 13, 14, 15
NGC 2158		-0,28±0,05	2	0,43	2	9,0	
NGC 2168	M35	-0,21±0,10	5	0,26	5	8,0	
NGC 2420		-0,20±0,06	2	0,05	2	9,0	6, 7, 8
NGC 188		-0,03±0,04	2	0,09	2	9,6	8
NGC 2682	M67	-0,01±0,05	2	0,04	2	9,4	7, 16, 17
NGC 7789		+0,02±0,04	2	0,28	2	9,2	8, 24
M45	Fiastyúk	+0,03±0,02	3	0,03	5	8,1	
NGC 6819		+0,09±0,03	6	0,14	3	9,2	
NGC 6791		+0,47±0,07	4	0,12	4	9,6	3, 4, 5

[a][Fe/H] hivatkozások: (1) Carretta et al. (2009c); (2) Jacobson et al. (2011); (3) Soderblom et al. (2009); (4) Carretta et al. (2007); (5) Barrado et al. (2001); (6) Bragaglia et al. (2001)

[b]E(B−V) hivatkozások: (1) Harris 1996 (2010-es kiadás); (2) Jacobson et al. (2011); (3) Bragaglia et al. (2001); (4) Carretta et al. (2007); (5) https://webda.physics.muni.cz/

[c]A halmaz életkora, nyílthalmazok: https://webda.physics.muni.cz/

[d]Hivatkozások: (1) Sneden et al. (2004); (2) Cohen & Meléndez (2005); (3) Origlia et al. (2006); (4) Carraro et al. (2006); (5) Carretta et al. (2007); (6) Friel et al. (2002); (7) Pancino et al. (2010); (8) Jacobson et al. (2011); (9) Sneden et al. (2000); (10) Roederer & Sneden (2011); (11) Meléndez & Cohen (2009); (12) Briley et al. (1997); (13) Shetrone (1996); (14) Lee et al. (2004); (15) Yong et al. (2006a); (16) Tautvaišiene et al. (2000); (17) Jacobson et al. (2011); (18) Lai et al. (2010); (19) Ivans et al. (2001); (20) Koch & McWilliam (2010); (21) Sneden et al. (1992); (22) Ramírez & Cohen (2003); (23) Yong et al. (2008); (24) Tautvaišiene et al. (2005); (25) Shetrone (1996); (26) O'Connell et al. (2011); (27) Carretta et al. (2009c); (28) Cavallo & Nagar (2000); (29) Kraft & Ivans (2003); (30) Kraft et al. (1992); (31) Minniti et al. (1996); (32) Otsuki et al. (2006); (33) Sneden et al. (1991); (34) Sneden et al. (1997); (35) Sobeck et al. (2011)

A v_{mikro} minden esetben 2 km s^{-1} volt. A viszonylag szűk hőmérséklet-tartomány biztosította, hogy minden modellatmoszféra minden esetben teljesen konvergált.

A számítások során két különböző hullámhossztartományt használtam, az egyik 516,5 és 519,5 nm közötti tartományt fedte le, ahol az Mg-triplet és más gyengébb abszorpciós vonalak találhatók, a másik pedig az APOGEE által is használt H sáv 1,5 és 1,7 μm között. Alapvetően kétféle tesztet végeztem el, az elsőben a modellatmoszféra-fájlban belül található termodinamikai paramétereket interpoláltam ugyanazt a 400 véletlen paramétert használva, mint korábban. Ez volt a modellatmoszféra-interpoláció (MA). Az interpoláció pontosságát úgy ellenőriztem, hogy megvizsgáltam az interpolált és a véletlen paraméterekkel rendelkező eredeti 400 modellatmoszférákból származó spektrumok különbségét.

A második teszt során az előre létrehozott kis rácsból interpolációval kiszámoltam a spektrumot a korábban kiválasztott 400 véletlenszerű paraméterhelyen. Ezután az eredeti 400 modellatmoszférákból származó és az interpolált spektrumok különbségét vizsgáltam. Összesen négyféle interpolációs algoritmust használtam: lináris [F(L)], harmadfokú spline [F(CS)], harmadfokú Bezier-függvény [F(CB)] és negyedfokú Bezier-függvény [F(QB)]. A modellatmoszféra-interpolációhoz a kmod[2] nevű kódot használtam, amely lineárisan interpolálta az atmoszféra hőmérsékletét, gáznyomását és az elektronok számát egy közös optikai mélységen mintavételezte.

A referenciaként használt eredeti spektrumokat ugyanazon a 400 ponton is ki kellett számítani. Ezt

[2]http://leda.as.utexas.edu/stools

a spektrumszintézist kollégám, Carlos Allende Prieto végezte el. Ehhez az ASSeT-et, a szoláris kémiai összetételhez pedig az Asplund et al. (2005)-et használta, bár az interpolációs teszteknél ez kevésbé fontos addig, amíg minden számítás során ugyanazokat a referenciaértékeket használják. A fluxus értékeinek interpolációjára a FERRE-be épített interpolációs algoritmusok szolgáltak. A spektrumok kiszámolása után az interpoláció pontosságának vizsgálatával kapcsolatos eredményeimet a 3.2. fejezetben ismertetem.

3.1.2. A kalibrációs csillagok kiválasztása

Az APOGEE első adatainak és paramétereinek publikálása előtt különösen nagy figyelem irányult az adatok ellenőrzésére és kalibrálására. Az SDSS-en belül a feladatom az volt, hogy kidolgozzak egy olyan módszert, amivel a $T_{\rm eff}$, log g, [M/H], [C/M], [N/M] és [α/M] pontosságát ellenőrizni lehet, és szükség esetén, például szisztematikus eltéréseknél, kalibráljam azokat. A kalibráció során az volt a cél, hogy az APOGEE által meghatározott paramétereket más, APOGEE-től független forrással és asztrofizikai meggondolásból származó paraméterekkel összehasonlítsuk. Az SDSS DR10 esetében a kalibrációhoz nyílt- és gömbhalmazokat, standard csillagokat, illetve a Kepler-űrtávcsővel észlelt pulzáló változócsillagokat használtam.

Az APOGEE összesen 20 nyílt- és gömbhalmazt észlelt az első évben, 2012 végéig. Ezeket a kalibrációs halmazokat úgy választották ki, hogy minél nagyobb fémtartalmat fedjenek le, és rendelkezzenek megbízható szakirodalmi elemgyakoriság-értékekkel. A halmazok listáját a 3.1. táblázatban soroltam fel, amiben megtalálhatóak az irodalomból származó [M/H], $E(B-V)$ és kor értékei. A csillagok kezdeti listájának összeállításakor halmaztagnak tekintettek egy csillagot, ha (1) irodalmi kémiai összetétel alapján már mások halmaztagnak azonosították, (2) ha radiális sebessége bizonyos határon belül esett a halmaz átlagos radiális sebességéhez viszonyítva, (3) ha sajátmozgások alapján 50%-nál nagyobb eséllyel volt halmaztagnak tekinthető. Az irodalomi hivatkozások a 3.1. táblázatban találhatók. A kezdeti halmaztagok kiválasztásáról a Zasowski et al. (2013)-ban lehet részletesebben olvasni.

A halmaztagok kezdeti listáját tovább kellett finomítani, amely a kalibráció során már az én feladatom volt. Ezt az ASPCAP nem nyilvános eredményeinek ismeretében tudtam megtenni. A halmazátlagtól $\pm$ 30 km s^{-1}-nél jobban eltérő radiális sebességű csillagokat eltávolítottam a listából. A legtöbb csillag legfeljebb 15$-$20 km s^{-1} értékkel tért el a halmazátlagtól, potenciális változócsillagokat is megengedve a végső mintában. A radiális sebesség korlátozása után minden olyan csillagot kitöröltem a mintából, amelynek a fémtartalma $\pm$ 0,3 dex értékkel jobban eltért az ASPCAP-átlagtól. Az utolsó lépésben a Hertzsprung–Russell-diagram $T_{\rm eff}-\log g$ változatát (amelyet Kiel-diagramnak is neveznek) vizsgáltam meg és kihúztam a listából minden olyan csillagot, amely nem volt RGB-csillagnak tekinthető. A halmaztagok végső listája az eredeti lista objektumainak kb. 90%-át tartalmazta.

A paraméterek pontosságának vizsgálata és a kalibrációk kidolgozása során csak olyan csillagokat vettem figyelembe, amelyek felvett színképének S/N-je legalább 70 volt, mivel ezekből általában már megbízható paramétereket lehet meghatározni. Ezen kívül minden kalibráció csak vörös óriás csillagokra volt érvényes (log $g < 3{,}5$). Bár az APOGEE észlelt fősorozati csillagokat a Plejádokban és az M35-ben, ez csak a szoláris fémtartalom esetében engedte a paraméterek pontosságának vizsgálatát. Ez a korlátozás egyébként csak kis hatással volt akkor a kalibrációra, mert a DR10-ben lévő közel 34 000 csillag 80%-a vörös óriás csillag volt.

Bár a csillaghalmazokhoz tartozó kalibrációs csillagok kiválasztása az én munkám volt, a DR10-kalibrációhoz a munkatársaim által összeállított referenciacsillagokat is használtam. Ezek közé tartozott az a négy csillag, amelyet a Kitt Peak National Observatory 4 m-es Mayall-távcsövére szerelt Fourier-transzformációs spektrométerével (FTS) észleltek (Smith et al., 2013) közel 100 000-es felbontással. Ezeknek az FTS-csillagoknak a $T_{\rm eff}$-jét a sugarukból a Stefan$-$Boltzmann-törvény segítségével, log g-jüket pedig a távolságukból nagyon pontosan ki lehetett számolni. Az APOGEE a Kepler-mezőbe eső 280 változócsillagot is észlelt, amelyeknek pulzációs paramétereiből a log g rendkívül pontosan kiszámítható volt (Hekker et al., 2012; Kallinger et al., 2010; Mosser & Appourchaux, 2009). Az asztro-

szeizmológiából kapott log g-nek számtalan előnye van a spektroszkópiaival szemben, köztük az, hogy szinte teljesen modellfüggetlen (Hekker et al., 2012), és hibája majdnem egy nagyságrenddel kisebb a színképek illesztésével kapott érték hibájánál. A módszer hátránya azonban, hogy csak kis fémtartalom- és log g tartományban működik. Az általam kifejlesztett kalibrációs eljárásokat a 3.4. fejezetben mutatom be részletesen.

3.2. A spektrumok interpolálása

Az ebben a fejezetben bemutatott eredményeimet a Mészáros & Allende Prieto (2013)-ben és az García-Pérez et al. (2016) 6.1-es fejezetében publikáltam.

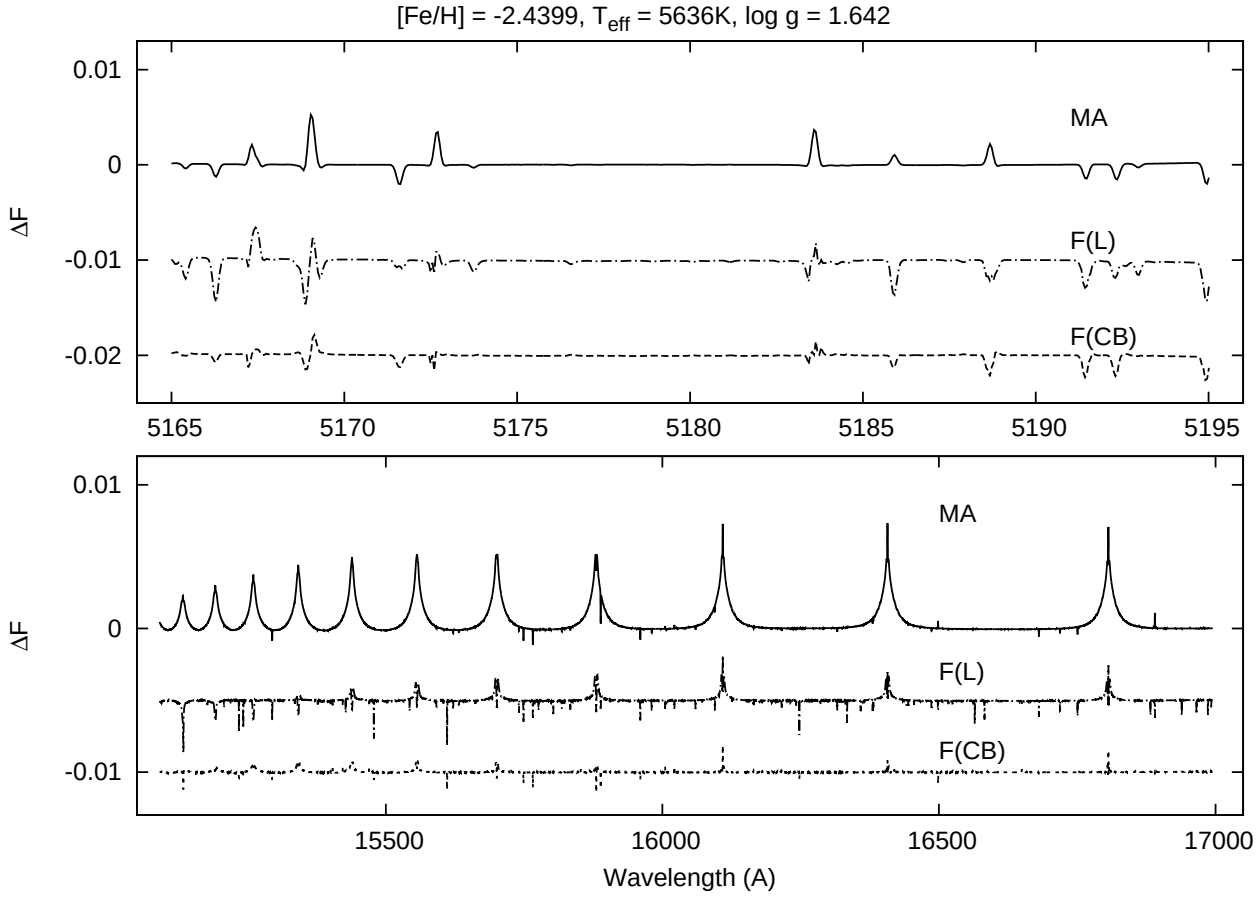
3.2.1. Az interpoláció pontosságának összehasonlítása

Elsőként a modellatmoszférák interpolációjának pontosságát vizsgáltam meg. Ehhez a 400 véletlenszerű pontban kiszámolt atmoszféra fizikai paramétereit hasonlítottam össze az interpoláltakkal, és kiszámoltam a színképek átlagos különbségét és annak szórását. A lineáris interpoláció $2-3\%$-on belül megközelíti az eredeti hőmérsékletet, és $1-2\%$-on belül pedig a gáznyomást és a szabad elektronok számát. Ez kb. $10-30$ K hibát jelent az alacsony hőmérsékletű légkörök esetében 4500 K felé közelítve, abban a tartományban, ahol az összes optikaiban és IR-ben megfigyelhető abszorpciós vonal keletkezik ($\log_{10}\ \kappa_R < 1$). Az interpolált és tényleges hőmérséklet közötti különbség enyhén emelkedik a magasabb effektív hőmérsékletek felé.

Először az abszolút fluxus értékeinek változását vizsgáltam meg az interpolációs módszer függvényében. Ez a kontinuum szintjében beállt változások nyomon követéséhez szükséges. Ehhez elég volt csak a fluxus különbségeinek az egész hullámhossztartományra vett átlagát kiszámolni. Az optikai tartományban a modellatmoszféra interpolációja során kapott kontinuum szintje $1-5\%$-al kisebb fluxusértékeket adott, mint a spektrumszintézisből származó referenciaérték. Az F(L) lineáris fluxusinterpoláció, $0,3-0{,}5\%$-ban tért el az eredetitől, hasonlóan a magasabb fokú interpolációkhoz. Kisebb hibákat kaptam az infravörös tartományban, ahol F(L)-interpoláció abszolút értékben $0,01-0{,}1\%$ hibát okozott, míg a modellatmoszférák interpolálása $0{,}5-1\%$-al tért el a szintézisből kapott fluxusoktól.

Mivel a színképek illesztésekor kontinuum-normált fluxusokkal dolgozunk, a kontinuum-normált színképek interpolálásának hibáját sokkal részletesebben vizsgáltam meg. A 3.1. és 3.2. ábrákon mutatom be az eredeti és az interpolált spektrumok közötti különbséget a hullámhossz függvényében. A 3.1. ábrán egy tipikus fémszegény G típusú óriáscsillag, a 3.1. ábrán pedig egy tipikus fémgazdag K típusú fősorozati törpecsillag látható. A fémszegény spektrumon kiemelkedő csúcsok főképp a hidrogénvonalak különbségéből adódnak, a fémgazdag törpénél pedig a fémvonalak dominálnak. A különbségek általában kisebbek, mint 1% az optikai és IR-tartományban a fémszegény színképekben, azonban a hiba sokkal nagyobb a vonalak magjában, akár $5-10\%$ is lehet a fémgazdag színképekben az optikai, és $1-2\%$ az IR-tartományban. Ennek, az akár négyszeres hibanövekedésnek az oka az, hogy az alacsony hőmérsékletű és fémgazdag színképekben keletkező vékony fémvonalak rendkívül érzékenyek a hőmérsékletre, és a korábban már látott $10-30$ K-es hiba a MA-interpolációnál már jelentősen megváltoztatja a vonalak mélységét. Amíg a fémszegény, G-típusú csillag spektrumában a Brackett-sorozat vonalainak különbségei dominálnak az IR-tartományban, az Mg-triplett pedig az optikaiban (3.1. ábra), addig alacsonyabb hőmérsékleteknél a Brackett-vonalak eltűnnek az IR-színképből, és helyettük megjelennek a fémek és a molekulák (CN, OH és CO) vonalai. Érdemes megjegyezni, hogy az interpoláció sokkal nagyobb hibát eredményez az abszorpciós vonalak magjában, mint a kontinuum környékén.

Ahhoz, hogy az interpolációs algoritmusok teljesítményét közelebbről fel tudjam mérni, az atmoszferikus paraméterek függvényében kiszámoltam az interpolált és az eredeti kontinuum-normált színképek különbségét a teljes hullámhossztartományon, majd ennek a különbségnek a maximumát, átlagát és az átlagérték körüli szórást vizsgáltam. Ezek az interpoláció hibáját különböző nézőpontból világítják meg.

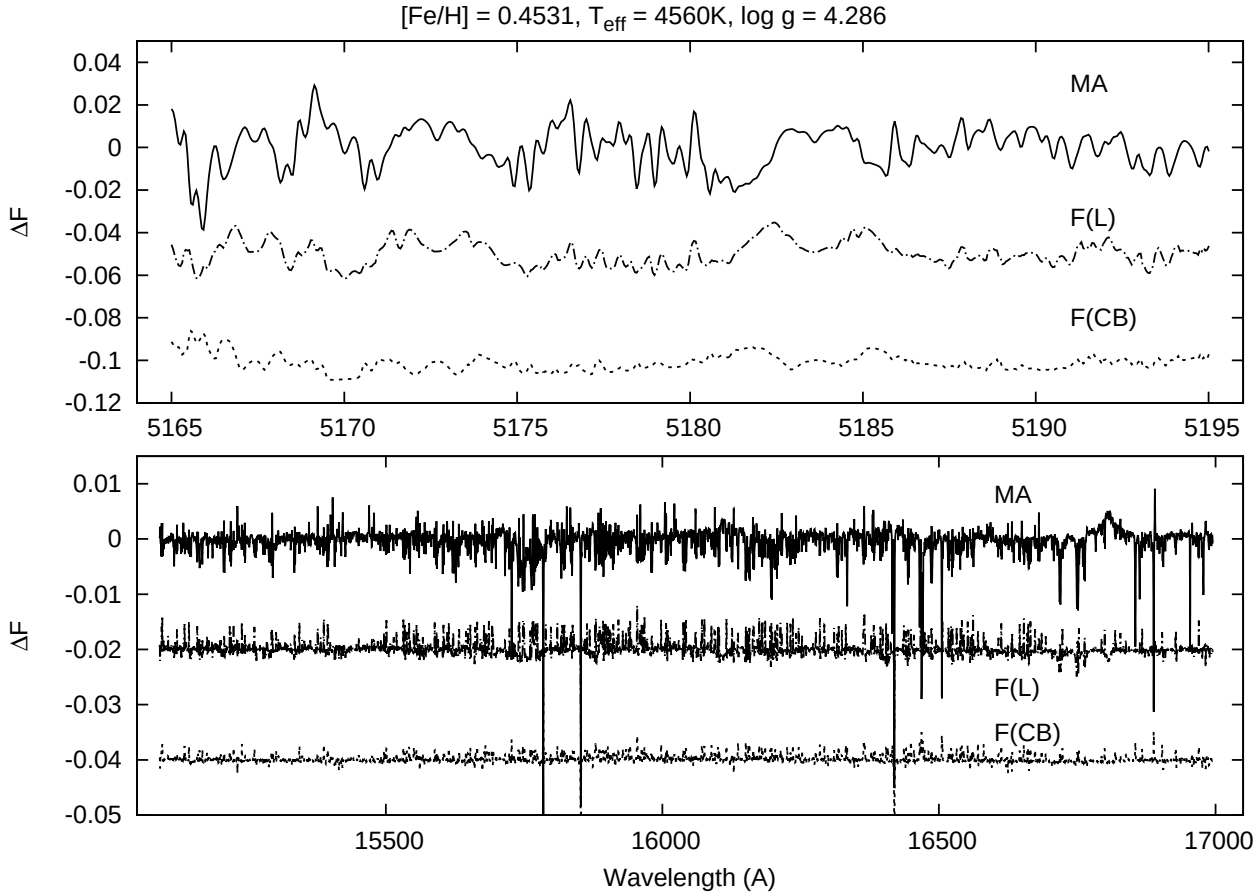


3.1. ábra. *Példa az interpolált és eredeti, kontinuumnormalizált fluxus közötti különbségre egy fémszegény óriás csillag esetében. A felső panelen az optikai, az alsó panelen pedig az infravörös tartomány látható. Három interpolációs algoritmus eredménye látható: modellatmoszféra, MA, lineáris [F(L)] és harmadfokú Bezier-fluxusinterpoláció [F(CB)]. A MA-módszer sokkal nagyobb mértékben tér el az eredeti fluxustól, mint az F(CB). Forrás: Mészáros & Allende Prieto (2013)*

Az átlag és az átlagérték körüli szórás a kontinuum-normált fluxus teljes változásáról ad információt, míg a maximumok különbsége az abszorpciós vonalak legmélyebb pontjait mintavételezi.

A 3.3. ábrán az átlagok és a maximumok közötti különbséget ábrázoltam a $T_{\rm eff}$, [Fe/H] és log g függvényében az összes, 400 véletlen helyen kiszámolt színképre. Az optikai tartományban minden interpolációs módszer átlagosan 0,01 (kb. 1%) értéken belüli megközelíti a spektrumszintézisből kapott eredeti kontinuum-normált fluxusokat, míg az IR-tartományban a hibák kisebbek és 0,002-n (kb. 0,2%) belül maradnak. Jól látható, hogy a hibák mértéke növekszik a nagyobb metallicitások és kisebb hőmérsékletek felé, de közel állandó értéken marad a log g függvényében. Ezeknek az összefüggéseknek az egyszerű magyarázata az, hogy ezekben az atmoszferikus tartományokban jelentősen megnő a fémek és molekulák abszorpciós vonalainak száma.

Egy érdekes jelenséget is meg lehet figyelni a 3.3. ábrán a fluxuskülönbségekben a fémtartalom függvényében, különösen a MA- és a F(L)-interpoláció esetében. A 0,5 dex értékekként ismétlődően a [Fe/H] = 0,25 és $-2{,}25$ helyeken nagyobb ΔF-et kaptam, mint a spektrumrács helyein. A rács fémtartalom-értékei [Fe/H] = 0,5 és $-2{,}5$ között 0,5 dex értékekkel csökkentek, és ha egy interpolált spektrum ehhez közel esett, akkor az interpoláció pontosabb lett. Ez azt jelenti, hogy ha túl nagy lépésközzel számolják ki az illesztéshez használt elméleti spektrumrácsot, akkor az interpolációs algoritmus a rácspontokhoz közeli paramétereket előnyben fogja részesíteni a többivel szemben. Érdemes tehát minél finomabb beosztású elméleti spektrumrácsot készíteni, ezzel csökkentve az interpoláció hibáját. A másik alkalmazható módszer a magasabb rendű interpoláció használata, hiszen az F(CS)-, F(CB)- és F(QB)-algoritmusoknál sem látszik ez az effektus. A $T_{\rm eff}$ és log g esetében ez a probléma nem jelentke-



3.2. ábra. *Példa az interpolált és az eredeti kontinuum-normált fluxus közötti különbségre egy fémgazdag főosorozati csillag esetében. További információért lásd a 3.1. ábra leírását. Forrás: Mészáros & Allende Prieto (2013)*

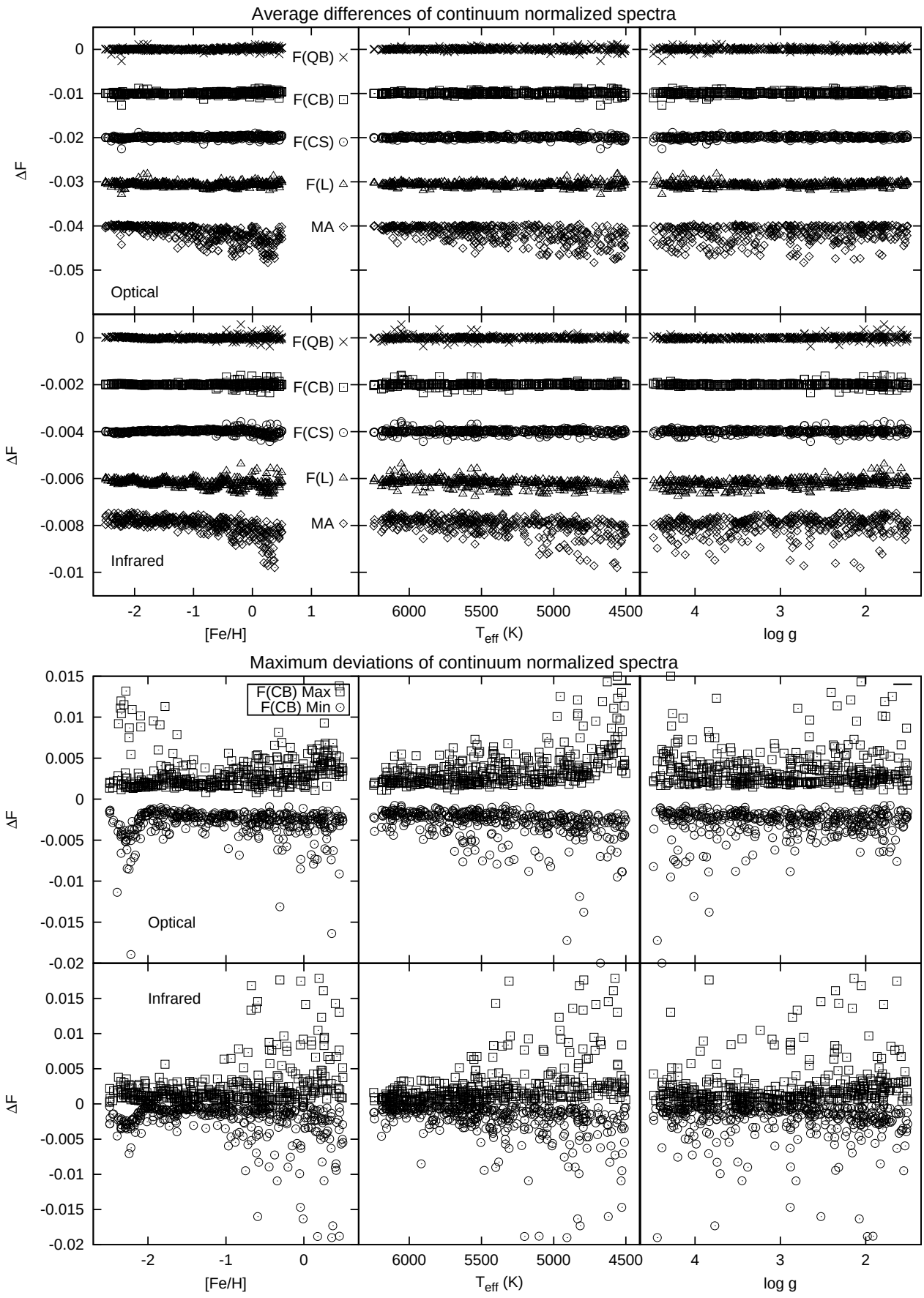
3.2. táblázat. Az interpolációs algoritmusok pontosságának statisztikája. Forrás: Mészáros & Allende Prieto (2013)

ΔF	MA	F(L)	F(CS)	F(CB)	F(QB)
Átlag (OP)	-1,727e-3	-6,458e-4	1,004e-4	8,263e-5	6,976e-5
S.D. (OP)	1,895e-3	5,132e-4	3,081e-4	3,103e-4	3,140e-4
Min (OP)	-0,058	-0,021	-0,018	-0,019	-0,021
Max (OP)	0,029	0,027	0,012	0,014	0,014
Átlag (IR)	-4,274e-6	-1,950e-4	8,928e-6	9,124e-6	-2,230e-6
S.D. (IR)	3,849e-4	1,850e-4	8,711e-5	6,775e-5	7,295e-5
Min (IR)	-0,195	-0,104	-0,108	-0,107	-0,105
Max (IR)	0,0109	0,095	0,096	0,097	0,097

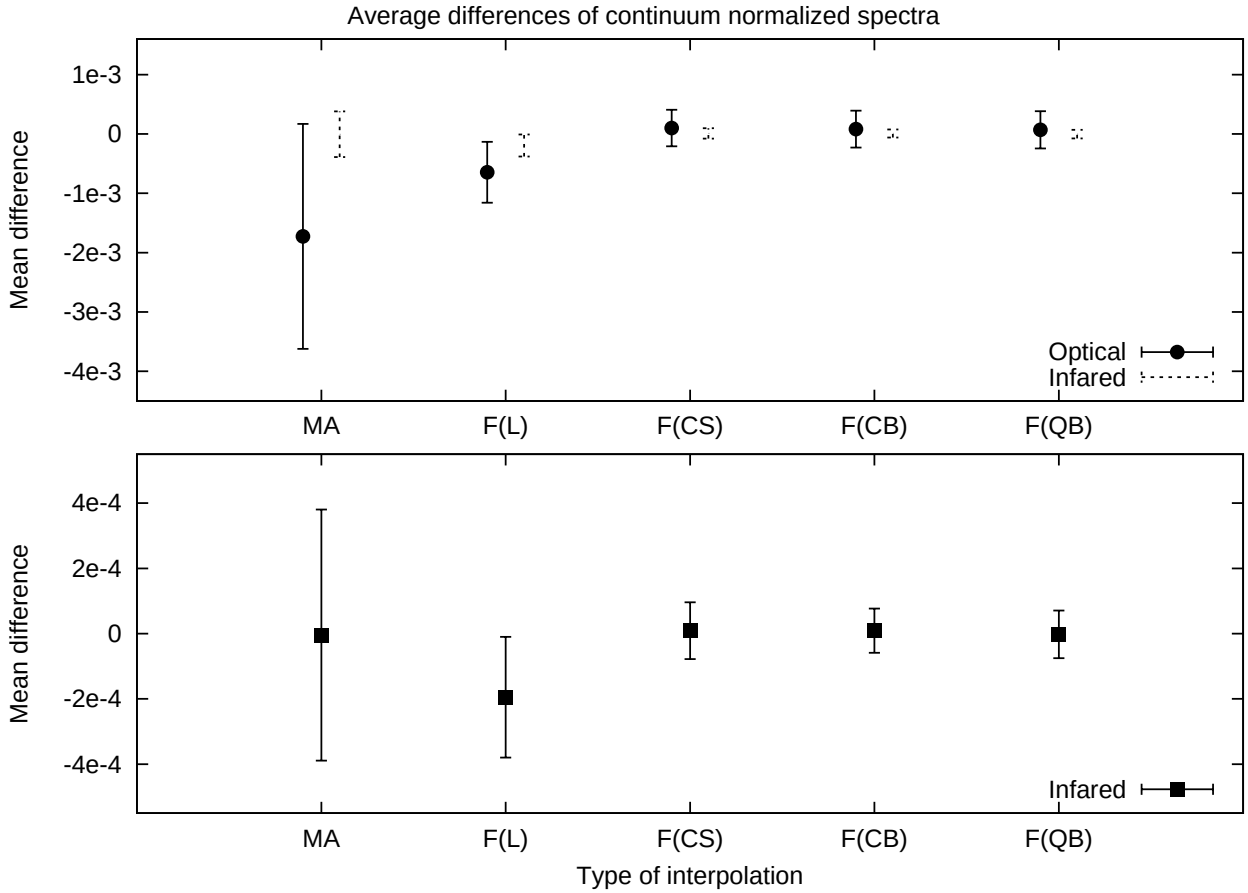
Note. — OP: optikai, 516,5−519,5 nm, IR: infravörös, 1500−1700 nm. Az interpolációs algoritmusok típusai: MA: modellatmoszféra, F(L): fluxus lineáris, F(CS): fluxus harmadfokú spline, F(CB): harmadfokú Bezier, F(QB): negyedfokú Bezier.

zik, valószínűleg azért, mert itt elég kicsi volt a lépésköz ahhoz, hogy a lépésköz felénél is ugyanolyan pontos legyen az interpoláció, mint a rácspontokon.

Az interpolációs algoritmusok pontosságával kapcsolatos statisztikát a 3.2. táblázatban soroltam fel, és a 3.4. ábrán ábrázoltam. Az optikai tartományban az MA-interpoláció hibája átlagosan $-0{,}17\pm0{,}19\%$, és kisebb, mint 0,07% az összes fluxusinterpoláció esetén, ahol a legkevésbé pontos az F(L)-, a legkisebb hibával rendelkező pedig az F(CB)- és F(QB)-algoritmusok. Az átlagérték körüli szórások drámaibb képet festenek. Az MA-módszer 1% körüli szórást mutat az optikai tartományban,



3.3. ábra. *Felső két panelsor: 400 véletlenszerű pontban interpolált és az eredeti kontinuum-normált spektrum közötti átlagkülönbség a $T_{\rm eff}$, [Fe/H] és log g függvényében. A jelölések magyarázata a 3.2. fejezetben található. Az interpoláció átlagos hibája a $T_{\rm eff}$ csökkenésével és a [Fe/H] növekedésével emelkedik, de érzéketlen a log g változására. Az MA interpoláció minden fluxusinterpolációnál nagyobb hibával rendelkezik. Alsó két panelsor: a maximum különbség, amely általában az abszorpciós vonalak magjában bekövetkező hibát jelenti, a $T_{\rm eff}$, [Fe/H] és log g függvényében. Forrás: Mészáros & Allende Prieto (2013)*



3.4. ábra. *A 400 tesztben használt véletlenszerű modellre számított átlagos hiba értéke és annak szórása az interpolációs algoritmus függvényében. Az MA átlagos hibája legalább háromszor akkora, mint a fluxusok interpolációja során használt algoritmusoké. Tesztjeim során az F(CB) adódott legpontosabb algoritmusnak. Forrás: Mészáros & Allende Prieto (2013)*

ezzel ellentétben az F(CB) szolgáltatja a legkisebb szórást, 0,1% alatt. Az IR-tartományban minden algoritmus sokkal jobb eredményeket szolgáltat, mindegyik 0,02%-nál kisebb hibával rendelkezik. Az MA-interpoláció szórása azonban közel négyszer akkora, mint a fluxusnál használt algoritmusoké.

A kontinuum alatti és feletti maximum eltéréseket a 3.3. ábrán lehet látni a $T_{\rm eff}$, [Fe/H] és log g függvényében. Az egyszerűség kedvéért csak az egyik legpontosabb interpoláció, a harmadfokú Bezier-függvény eredményeit mutatom. Ezek a nagy különbségek általában a spektrumvonalak magjában keletkeznek, amelyeket különösen fontos pontosan modellezni az elemgyakoriságok meghatározásánál. Ahogyan korábban is látni lehetett, az optikai tartományban nagyobb eltérések lépnek fel, mint az IR-ban. A legnagyobb különbségek elérik az $1-2$%-ot, amit már S/N$>$100 esetén ki lehet mutatni a gyakorlatban is. Bár a korábban látott, a rácspontok között félúton keletkező nagyobb hibát nem lehet látni a fémesség függvényében, a hiba mértéke megnövekszik [Fe/H] < -1 esetén. Még szignifikánsabb emelkedést lehet látni az alacsonyabb hőmérsékleteknél 5000 K alatt, de a log g értékére nem érzékeny az F(CB)-algoritmus.

Összességében arra a következtetésre jutottam, hogy a modellatmoszférák interpolációja jelentős hibákat eredményez, ami átlagban 0,17%, viszont az abszorpciós vonalak magjában $3-6$%-ot is elérheti az optikai tartományban. Ezzel szemben a legpontosabb interpolációs eljárás a fluxusértékek interpolációja vagy harmad-, vagy negyedfokú Bezier-függvénnyel, ahol a hibák legnagyobb értéke mindig 2% alatt marad, de átlagban majdnem két nagyságrenddel pontosabbak, mint a MA-interpoláció. Ez a 3.1. és 3.2. ábrákon is jól látható. Eredményeimet a 3.5. fejezetben foglalom össze.

3.3. A modellatmoszféra-rács hiányzó elemeinek feltöltése

Az ATLAS9- és MARCS-modellatmoszféra-rácsok is tartalmaznak olyan atmoszferikus paramétereket, amikre az algoritmus nem konvergált. Ezek a modellek sajnos nem használhatók, és a végső rácsból ki kell hagyni őket. Az így keletkező lyukak paraméterei köré eső csillag színképének illesztése azonban hibás lehet, hiszen nem a megfelelő modellatmoszférát használjuk a színkép kiszámításánál. Amíg az ATLAS9-modellek esetében csak a vörös törpe csillagok ($T_{\rm eff} < 4500$ K) légkörének kiszámítása okoz gondot (Mészáros et al., 2012) és a teljes adatbázisnak csak kb. 1%-a hiányzik, addig a MARCS-modelleknél már sokkal több az elégtelen konvergencia miatt hiányzó modellek száma.

A DR16-hoz (Jönsson et al., 2020) létrehozott MARCS-adatbázisban a modellek kb. 20%-a hiányzott, legfőképpen az alacsony hőmérsékleteknél ($T_{\rm eff} < 3500$ K). A DR16 előtt ezeket a lyukakat a környező modellek másolásával szüntettük meg (Holtzman et al., 2018), ez azonban nagy hibákhoz vezetett a csillagok atmoszferikus paramétereiben. A hiányzó modellek miatt az ASPCAP-illesztések azon paraméterek köré csoportosulnak, amelyeknek létezik rendes modellatmoszférája az adatbázisban. Ez a problémát a 3.5. ábra bal oldali paneljén illusztráltam. A DR14 $T_{\rm eff}-\log g$ diagramján jól látható, hogy a HRD tetején lévő 3500 K-nél hűvösebb csillagok bizonyos $T_{\rm eff}-\log g$ értékek körül csomósodnak. Mivel a DR14-ben $T_{\rm eff} < 3500$ K alatt MARCS-modellatmoszférákból számolták ki az illesztés alapjául szolgáló spektrumadatbázist, ezek a csomók ott helyezkednek el, ahol sikeres volt a modellek kiszámolása. A csomósodás nem látható $T_{\rm eff} > 3500$ K felett, mert ott már ATLAS9-modellatmoszférákat használtunk.

A Mészáros & Allende Prieto (2013)-ban kimutattam, hogy a fluxusok interpolációja pontosabb, mint a modellatmoszféráé (részletekért lásd 3.2. fejezet). Az általános interpolációs algoritmusok azonban csak egyenközűen mintavételezett ponthalmazban használhatóak, de a modellatmoszféra-adatbázisban lévő lyukak nagyjából véletlenszerűen helyezkednek el. A DR16 egyik fő fejlesztéseként az volt a célom, hogy olyan interpolációs algoritmust vezessek be, ami alkalmas nem egyenközűen mintavételezett ponthalmazok interpolálására, és megfelelő pontosságú ahhoz, hogy az interpolált spektrumok elegendően pontosak legyenek az észlelések illesztéséhez. Az ebben a fejezetben bemutatott eredményeimet a Jönsson et al. (2020) 4.3.1-es fejezetében publikáltam.

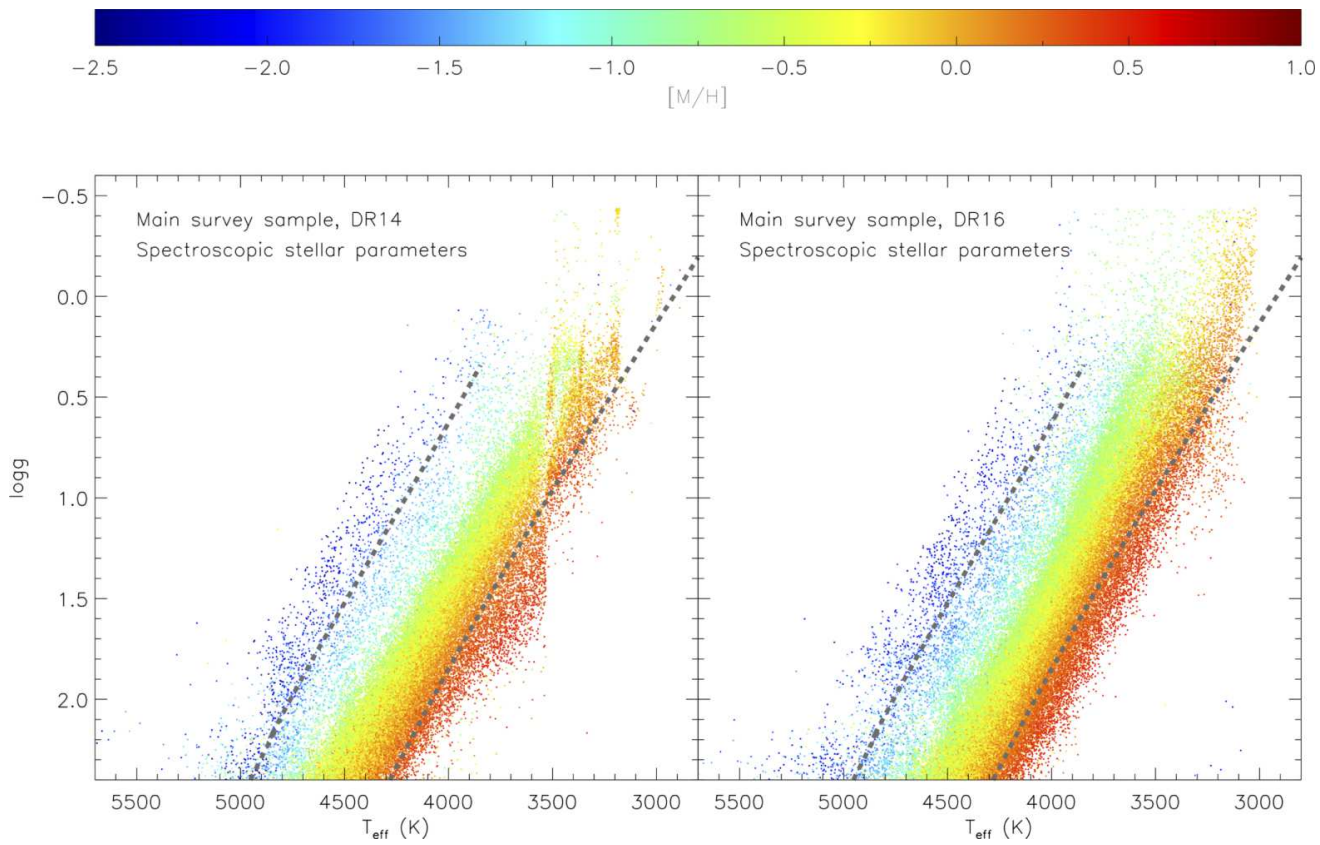
A "radial basis function" (RBF) interpoláció egyik fő tulajdonsága, hogy véletlenszerű pontok halmazán is nagy pontossággal alkalmazható, ezért a DR16 elméleti spektrumrácsában lévő hiányzó elemek pótlására ezt az algoritmust választottam. Az RBF a valós számok halmazán értelmezett függvény, aminek értéke csak az ismert pontoktól való távolságtól függ, és tetszőleges számú egy, vagy annál nagyobb dimenzióban alkalmazható (Buhmann, 2003). Ezek szigorúan pozitív definit függvények, leggyakrabban Gauss-, multi-kvadratikus, poliharmonikus spline, vagy thin plate spline alakúak. Ezek közül a multikvadratikus függvényt választottam, mert könnyen használható és pontossága is megfelelő a színképek interpolálásához. Az interpolált értéket N számú RBF-függvény összeadásával lehet kiszámolni, ahol N az ismert pontok száma. Minden RBF-függvény átmegy az ismert pontokon (x_i), rendelkezik egy súlyozási faktorral (w_i), egy skálázási faktorral (r_0), és alakja a következő:

$$y(x) = \sum_{i=1}^{N} w_i \cdot (||x - x_i||^2 + {r_0}^2)^{0,5} \ , \tag{3.1}$$

ahol x az interpoláció helye, és $y(x)$ az interpolált érték.

Az ismert pontok ebben az esetben a fluxus-hullámhossz párok a konvergált modellatmoszférából számolt színképben egy adott $T_{\rm eff}$, [M/H], log g, [C/M] és [α/M] paramétereknél. A nehézség a w_i súlyozási faktorok kiszámolása, amit N számú lineáris egyenlet megoldásával lehet elérni. A számítás bonyolultsága azonban O(N^3)-nal skálázódik, ez pedig szinte kezelhetetlenül hosszú számítási időhöz vezet nagy N-nél.

Ezért több iteratív módszert is kifejlesztettek, amik rövidebb idő alatt is ki tudják számolni a súlyozási faktorokat. Az egyik ilyen a Faul et al. (2005) által kifejlesztett, Lagrange függvényeket használó Krylov-altér algoritmus, amelynek számítási komplexitása csak O(N^2), ez pedig jelentős ja-



3.5. ábra. *A bal oldali panelen a APOGEE DR14 adatkibocsátása alapján készített, a jobb oldali panelen pedig a DR16-ban publikált HRD teteje látható. A bal oldalon $T_{\rm eff} < 3500$ K esetén a csillagok csak a kiszámolt modellatmoszféra paraméterei körül csoportosulnak, de jól látható, hogy a $T_{\rm eff} < 3500$ K csillagok esetében az RBF-interpoláció jelentősen javította a csillagok eloszlását. Forrás: Jönsson et al. (2020)*

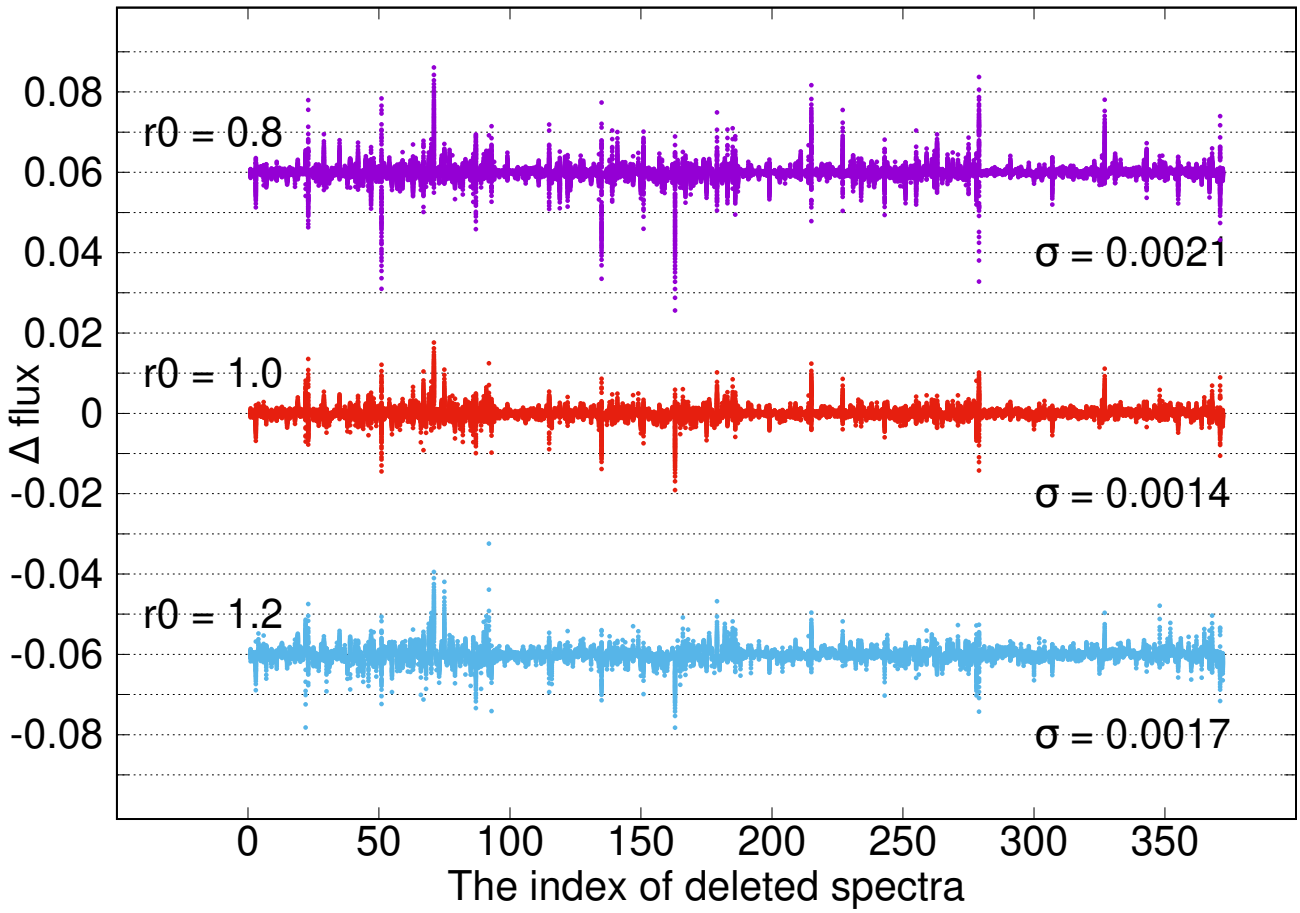
vulás az O(N^3)-hoz képest. Gumerov & Duraiswami (2007) tovább optimalizálta Faul eljárását, és nagy számú pontok esetén sikeresen lecsökkentette a bonyolultságot O($N \cdot \log N$)-re, azonban választásom a Faul-algoritmusra esett, mert kis számú pont esetén gyorsabban konvergált. A Faul-algoritmus két fő lépésből áll:

1. Előkészítési fázis: csak az ismert pontok távolságától és egy q-val jelölt paramétertől függ, amely az interpolációhoz használt Lagrange függvények kitevője.

2. Iterációs fázis: ebben a fázisban iteráció segítségével határozza meg a w_i súlyozási faktorokat.

Az ismert pontok távolságának kiszámolásánál az atmoszferikus paraméterek értékeit normalizálni kellett. Az előkészítési fázisban Faul et al. (2005) minden ismert ponthoz kiválaszt néhány q értéket, és az így kapott eredmények határozzák meg a Krylov-altér irányát, amelyet majd az iterációs fázis felhasznál a w_i gyorsabb kiszámolásához. Nagy q értékek lecsökkentik az iterációk számát, azonban az előkészítési fázis számítási ideje jelentősen megnő. Általános problémák esetén, amikor $q << N$, $q = 30$-50 jó kompromisszumnak tekinthető.

Az APOGEE esetében azonban más módon kellett beállítani a q értékét. Amíg a színkép általános alakja a csillag atmoszferikus paramétereitől függ (ebben az esetben $T_{\rm eff}$, log g, [M/H], [α/M], [C/M]), addig egy adott spektrumon belül a fluxus csak a hullámhossztól. Mivel csak atmoszferikus paraméterek szerint kell interpolálnunk, az előkészítési fázist nem kell minden hullámhosszra kiszámolni. Ez jelentősen csökkenti a számítási időt, mert minden hullámhosszra ugyanazt az előkészítési fázist lehetett alkalmazni. Ez megengedi a $q = N$ választást, amely ugyan növeli előkészítési fázis számítási idejét, de az iterációs fázis már kettő vagy három iteráció után konvergál.



3.6. ábra. *Néhány példa az RBF-interpoláció hibájára. A itt látható példákban egy 4096 spektrumból álló rácsból véletlenszerűen kitöröltem 372 spektrumot, majd pedig interpolációval kiszámoltam azokat. Az y tengelyen az eredeti és az interpolált kontinuum-normált színkép különbsége látható a kitörölt színkép sorszámának függvényében három r_0 skálázási faktor esetében. A legkisebb hibát az $r_0 = 1{,}0$ eset adja. A σ a különbségek általa körüli szórás. Forrás: Jönsson et al. (2020)*

Az APOGEE által használt színképadatbázis egymilliónál több spektrumot tartalmaz. Gumerov & Duraiswami (2007) algoritmusa jól működik még ilyen nagy számú pont esetében is, azonban a fejlesztés során végzett tesztjeim azt mutatták, hogy pontossága alacsonyabb volt Faul algoritmusánál nagy számú ($N >$2000) pont esetén. A célom az volt, hogy az interpolált spektrum pontossága minimum 0,01−0,02 normalizált fluxus érték legyen, ezt azonban csak akkor lehetett elérni, ha maximum négy-öt ismert pontot választottam ki minden dimenzióban. Ezen kívül $N < 2000-3000$ ismert pont esetén Faul algoritmusa gyorsabb is volt, így végül választásom erre az interpolációra esett.

Ahhoz, hogy a hiányzó spektrumokat pótoljam, minden hiányzó paraméter körül definiáltam egy kis méretű spektrumrácsot, amelyben csak három, négy vagy öt pont volt dimenziónként. Ez maximálisan 3125 ismert pontot jelenthetett, de sok esetben ennél kisebb volt. A w_i koefficienseket ezekre a kis spektrumrácsokra határoztam meg, és minden hiányzó színképet ezekkel a w_i értékekkel interpoláltam be.

Az RBF alakját az r_0 skálázási faktorral lehet állítani, amelyet általában az ismert pontok távolságának minimumánál nagyobbnak, de a maximumánál kisebbnek kell választani. Fontos megjegyezni, hogy nem létezik egy általános módszer, amivel a legjobb r_0 értéket meg lehet határozni. A legjobb módszer az, hogy megpróbáljuk az interpoláció hibáját minimalizálni. Ezért tesztcélból létrehoztam több kis méretű spektrumrácsot, amelyek 4096 ismert pontból álltak. Ezekből véletlenszerűen kitöröltem 372 spektrumot, majd az RBF-interpolációval újra kiszámoltam azokat. Az interpoláció hibája az eredeti és az interpolált spektrumok különbsége minden hullámhosszra átlagolva.

Egy ilyen teszt látható a 3.6. ábrán, ahol az x tengelyen a kitörölt színkép indexe, az y tengelyen

pedig a spektrumok kontinuum-normált fluxusának különbsége látható az összes hullámhosszra, három különböző r_0 skálázási faktort használva. A hibák minden esetben kisebbek 0,02-nél, és az átlagérték körüli szórás az $r_0 = 1,0$ esetben a legkisebb. Ez igaz volt az alacsonyabb hőmérsékletű spektrumokra, de az F színképtípus környékén már $r_0 = 0,5$-öt kellett használnom. Összességében a tipikus hiba csak 0,001 körüli érték, azaz a hullámhosszak jelentős részén az interpolált spektrum gyakorlatilag megegyezik az eredetivel.

Az általam kifejlesztett RBF-algoritmussal a MARCS-modellekből számolt spektrumrácsban sikerült az összes hiányzó spektrum normalizált fluxusát legalább 0,02 pontossággal kiszámolnom. A végső DR16-hoz használt spektrumrács az SDSS Science Archive Server honlapjáról érhető el[3]. Az interpoláció eredményét a 3.5. ábrán szemléltetem. A bal oldalon a DR14 alapján készített HRD látható, ahol még a lyukakhoz közeli modellatmoszférákat használtunk a színképek kiszámolásához. A $T_{\rm eff} <$ 3500 K esetén a csillagok csak a kiszámolt modellatmoszféra paraméterei körül csoportosulnak. A jobb oldalon a DR16 HRD-jét ábrázoltam, itt már az RBF-interpolációval pótolt spektrumokat használtuk a megfigyelések illesztésére. Az új módszer egyértelmű javulást hozott, a $T_{\rm eff} < 3500$ K csillagok esetében az általam kifejlesztet RBF-interpolációs módszer már a csillagok egyenletes eloszlását biztosította a HRD tetején.

3.4. Az SDSS−III APOGEE DR10-es adatainak kalibrációja

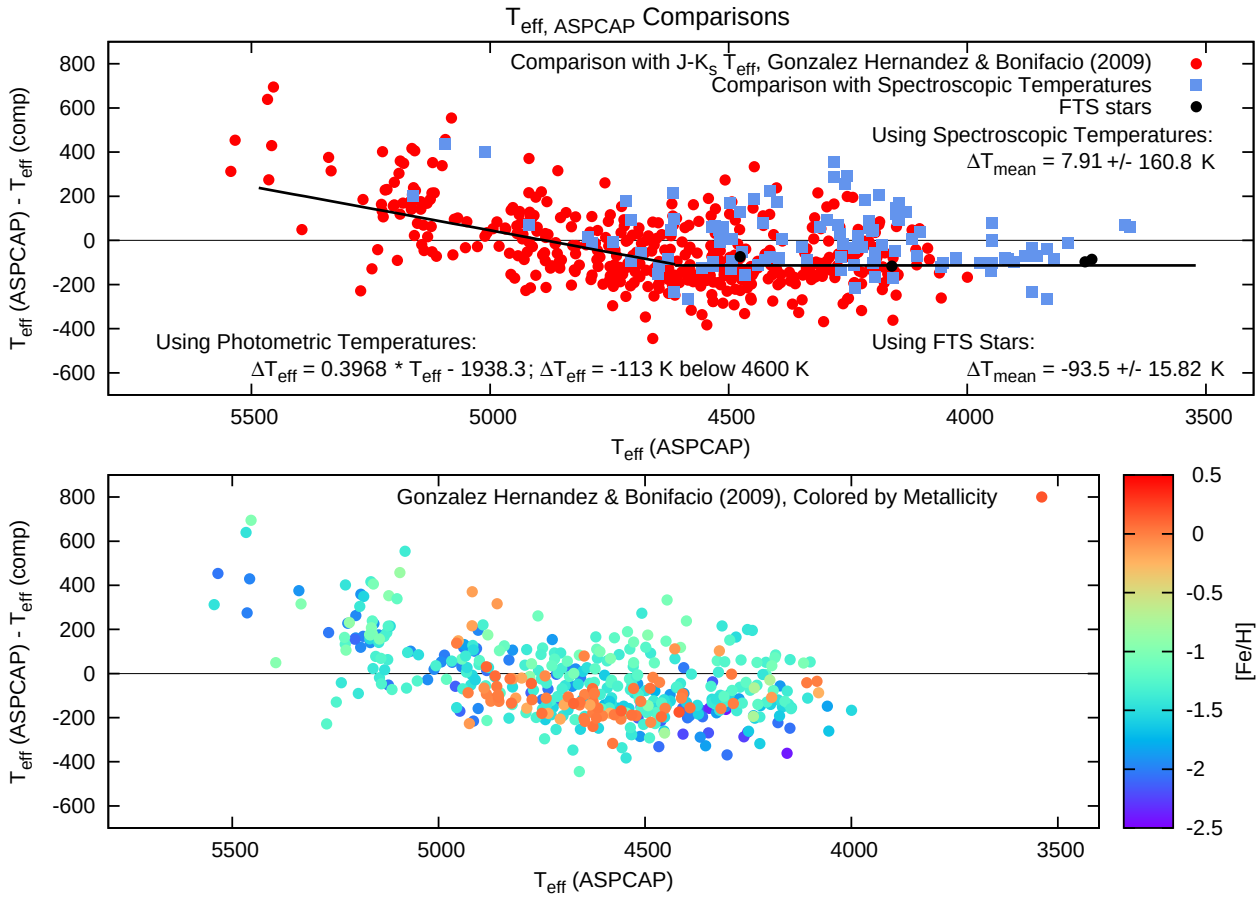
Csillagok színképének modellezésénél számtalan egyszerűsítéssel élünk (részletekért lásd 1.1.1. és 1.1.2. fejezeteket), ami miatt a megfigyelések elméleti modellekkel történő illesztése során kapott atmoszferikus paraméterekben és elemgyakoriságokban szisztematikus eltérések és hibák várhatók. Ezért szükség volt az ASPCAP-illesztések eredményeinek kalibrációjára, ugyanakkor viszont az eredeti, nyers paramétereket is meg kellett tartani. Ezért a DR10 (Ahn et al., 2014) esetében a nyers és a kalibrált paramétereket is publikáltuk, ezt a gyakorlatot az APOGEE a későbbi adatpublikálásainál is követte.

Az együttműködésen belül az én feladatom volt az APOGEE első publikus fő atmoszferikus paramétereinek ($T_{\rm eff}$, [M/H], log g) kalibrációja, és a három elemgyakoriság ([α/M], [C/M], [N/M]) pontosságának becslése ASPCAP-től független eredményeket felhasználva. Ebben a fejezetben az általam kidolgozott kalibrációs eljárás részleteit ismertetem. A kalibrációhoz használt csillagokról, csillaghalmazokról és változócsillagokról a 3.1.2. fejezetben írtam. Eredményeimet a Mészáros et al. (2013) és Ahn et al. (2014) cikkekben publikáltam, előbbiben munkámat a 2.4 és a 3. fejezet tartalmazza, utóbbiban pedig a 3.7 fejezet.

3.4.1. Effektív hőmérséklet

Az effektív hőmérséklet a legfontosabb paraméter csillagok színképének illesztésénél. A $T_{\rm eff}$ pontosságának vizsgálatához elsősorban fotometriai hőmérsékleteket használtam. A kalibrációhoz a 2MASS (Strutskie et al., 2006) adatbázisban közölt $J-K_s$ színindexekből számoltam fotometriai hőmérsékletet. Az intersztelláris por okozta vörösödést a $E(J-K_s) = 0,46 \cdot E(B-V)$ képlet (Schlegel et al., 1998) segítségével határoztam meg. A vörösödésmentes $J-K_s$ színindexből a fotometriai $T_{\rm eff}$ kiszámolására a González Hernández & Bonifacio (2009) által meghatározott képletet használtam. Ezen kívül Alonso et al. (1999, 2001); Houdashelt et al. (2000) akkoriban gyakran használt összefüggéseivel is kiszámoltam az effektív hőmérsékletet. A két skála közül végül a González Hernández & Bonifacio (2009)-re esett a választásom, mert ez a hőmérsékletskála legfeljebb 30−40 K-el tér el a Stefan−Boltzmann-törvényből adódó abszolút hőmérsékletskálától (Casagrande et al., 2010). A fotometriai hőmérsékletskála erősen függ a csillag vörösödésétől és kis mértékben a fémtartalmától, ezért az irodalomból ismert nagy felbontású színképekből származó $T_{\rm eff}$-el is összehasonlítottam az ASPCAP-hőmérsékleteket. Az irodalmi hivatkozásokat a 3.1. táblázatban soroltam fel.

[3] https://data.sdss.org/sas/dr16/apogee/spectro/speclib/synth



3.7. ábra. *Felső panel: ASPCAP- és a fotometriai effektív hőmérsékletek különbségét piros körökkel, az ASPCAP- és más spektroszkópiai hőmérsékletek különbségét kék négyzetekkel, az ASPCAP- és FTS-sillagok hőmérsékleteinek különbségét fekete körökkel ábrázoltam az ASPCAP $T_{\rm eff}$ függvényében. A folytonos vonal jelzi az alkalmazott kalibrációs függvényt. Alsó panel: ASPCAP- és a fotometriai effektív hőmérsékletek különbsége a fémtartalom értékével színezve. Forrás: Mészáros et al. (2013)*

A 3.7. ábrán mutatja az ASPCAP és a $J-K_s$ színindexből, az irodalomból származó, és a négy FTS csillag hőmérsékletének különbségét az ASPCAP $T_{\rm eff}$ függvényében. Összességében jó az egyezés a különböző hőmérsékletskálák között, azonban kisebb szisztematikus eltérések könnyen felfedezhetők. Az ASPCAP- és fotometriai hőmérsékletek különbsége lineárisan függ a $T_{\rm eff}$-től 4750 K és 5500 K között, majd 4600 K és 5000 K között kiváló az egyezés. 4600 K alatt az ASPCAP $T_{\rm eff}$ értékei 100−200 K-nel alacsonyabbak a $J-K_s$ színindexből számoltnál. Mivel a fotometriai $T_{\rm eff}$ nagyon érzékeny a vörösödésre, az eltérések oka lehet a nagy vörösödésű halmazok ($E(B-V) > 0,1$: M107, M71, NGC 2158, NGC 7789, NGC 6819, NGC 6791) használata is. A vörösödésben ±10%-os változás nagyjából ±50 K-nel tolja el a hőmérsékletet, ami nem elegendő a 3.7. ábrán felfedezett eltérések megmagyarázásához.

A DR10-es $T_{\rm eff}$ kalibrálásához a González Hernández & Bonifacio (2009) skálát választottam, és a következő kalibrációs egyenletet határoztam meg:

$$\begin{aligned} T_{\rm korr.} &= T_A - 0,3968 \cdot T_A + 1938,3 \quad ; 4600 < T_A < 5500 \\ &= T_A + 113,3 \quad ; 3500 < T_A < 4600 \end{aligned} \tag{3.2}$$

ahol T_A a nyers ASPCAP $T_{\rm eff}$. Az egyenlet csak azokra az óriáscsillagokra érvényes, amelyek teljesítik a $\log g < 3,5$ feltételt. A DR10-ben mind az eredeti, mind a kalibrált $T_{\rm eff}$ elérhető volt.

A 3.7. ábra alsó paneljén az ASPCAP- és fotometriai effektív hőmérsékletek különbsége látható a fémtartalom értékével színezve. 5000 K alatt fémszegény és fémgazdag halmaztagok is megtalálhatók,

3.3. táblázat. A kalibrációhoz használt csillaghalmazok ASPCAP-paraméterei. Forrás: Mészáros et al. (2013)

ID	Név	N[a]	[M/H][b]	[M/H][c]	[M/H] rms[b]	$T_{\rm eff}$ rms	[α/H] rms
NGC 6341	M92	48	-2,03	-2,26	0,12	179,2	0,10
NGC 7078	M15	11	-2,11	-2,25	0,14	141,1	0,08
NGC 5024	M53	16	-1,94	-2,06	0,11	113,5	0,06
NGC 5466		8	-1,90	-2,02	0,08	135,1	0,06
NGC 4147		3	-1,66	-1,82	0,21	307,7	0,05
NGC 7089	M2	19	-1,46	-1,58	0,09	148,1	0,06
NGC 6205	M13	71	-1,43	-1,60	0,12	146,9	0,06
NGC 5272	M3	73	-1,39	-1,55	0,12	186,7	0,06
NGC 5904	M5	103	-1,19	-1,34	0,12	183,4	0,06
NGC 6171	M107	18	-0,92	-1,02	0,21	150,8	0,04
NGC 6838	M71	7	-0,72	-0,75	0,04	100,2	0,04
NGC 2158		10	-0,15	-0,17	0,03	101,7	0,02
NGC 2168	M35	1	-0,11	···	···	···	···
NGC 2420		9	-0,20	-0,22	0,04	64,0	0,03
NGC 188		5	+0,03	+0,06	0,02	123,1	0,02
NGC 2682	M67	24	+0,0	+0,03	0,06	64,8	0,03
NGC 7789		5	-0,02	+0,01	0,05	61,5	0,02
M45	Fiastyúk	75	-0,05	···	0,18	···	0,11
NGC 6819		30	+0,02	+0,05	0,06	77,8	0,02
NGC 6791		23	+0,25	+0,37	0,07	50,6	0,07

[a]N: az elemzésben használt csillagok száma

[b]A fémtartalom korrekciója előtti érték

[c]A fémtartalom korrekciója utáni érték

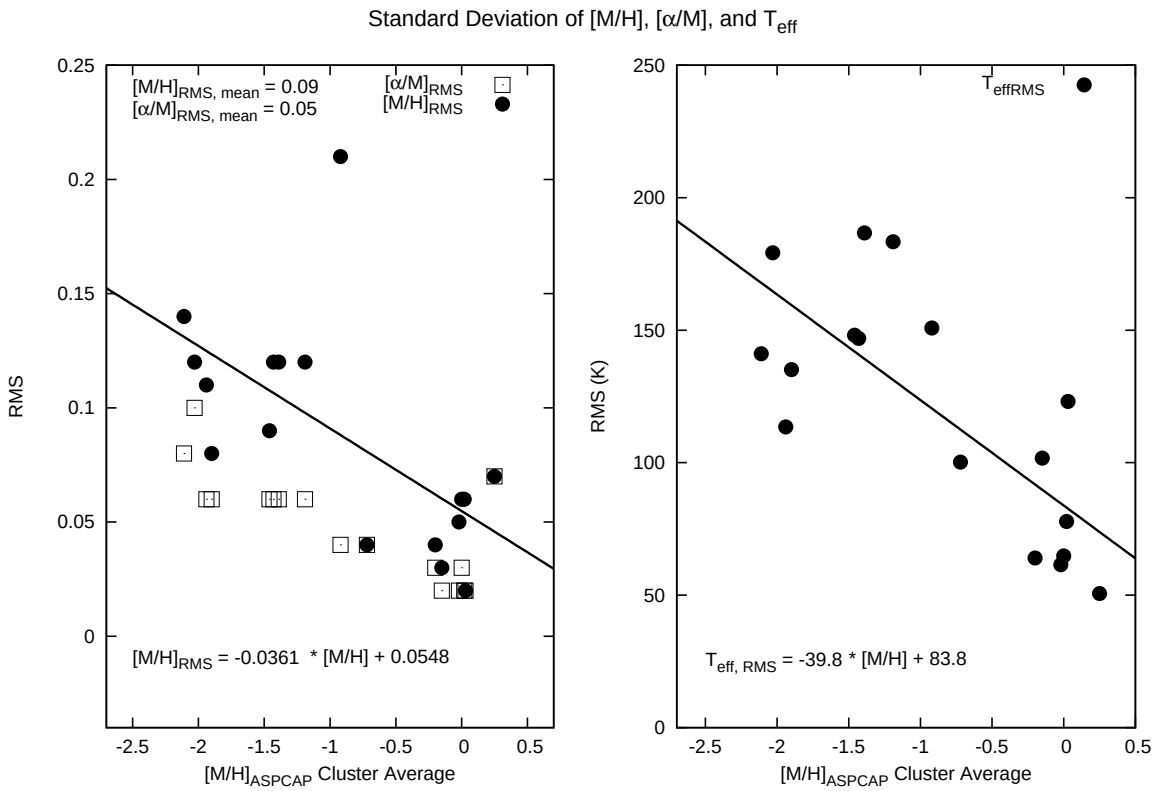
és a hőmérséklet-különbség nem mutat egyértelmű függést a fémességtől. 5000 K felett ez a függés nem vizsgálható, mert a kalibrációs csillagok nagy része gömbhalmazokban van. Ugyanebben a hőmérséklet-tartományban már 200−500 K különbségeket is lehet látni, amiből arra következtettem, hogy az ASPCAP enyhén túlbecsülte a $T_{\rm eff}$ értékét 5000 K felett. Az irodalmi spektroszkópiai hőmérsékletek összevetéséből az látható, hogy ASPCAP nyers $T_{\rm eff}$ értékei nagyon jól egyeznek más, főként az optikai tartományból meghatározott hőmérsékletekkel. Az átlagos különbség mindössze 8 K, és a szórás 161 K, amely már az irodalmi értékek hibáit is tartalmazza. Érdemes megjegyezni, hogy ezek az irodalmi értékek is konfliktusban állnak a fotometriai hőmérsékletekkel. Általánosságban elmondható, hogy az interferometriai mérésekből származó $T_{\rm eff}$-et tekinthetjük a legpontosabbnak. A négy FTS-csillag esetében az ASPCAP átlagosan 94±9 K-nel alacsonyabb $T_{\rm eff}$-et határoztam meg, amely nagyon jól egyezik a $J-K_s$ színindexből számolt fotometriai hőmérsékleteknél látottal.

Az ASPCAP minden paraméterre végzett hibabecslést, ami azonban valószínűtlenül optimista eredményeket adott. Ezért a $T_{\rm eff}$ esetében a csillaghalmazokat használtam külső hibabecslésként. Minden halmazban kiszámoltam a nyers ASPCAP $T_{\rm eff}$ és a $J-K_s$ fotometriai $T_{\rm eff}$ különbségének átlagát, a szisztematikus eltéréseket figyelmen kívül hagyva, az átlag körüli szórását, és ez utóbbit használtam a $T_{\rm eff}$ hibájának megbecsülésére. A $T_{\rm eff}$ hibákat a 3.3. táblázatban soroltam fel, és a 3.8. ábra jobb oldali paneljén láthatók a halmazok átlagos metallicitásának függvényében.

A szórás minden esetben alacsonyabb 200 K-nél, és fokozatosan javul a fémtartalom növekedésével, amíg szoláris fémtartalmak közelében 100 K-nél kisebb nem lesz. A $T_{\rm eff}$ hiba értékét a fémtartalom függvényében illesztve a következő képlettel becsültem meg:

$$T_{\rm eff,RMS} = -39,8 \cdot [{\rm M/H}]_{\rm A} + 83,8\ , \tag{3.3}$$

ahol $[{\rm M/H}]_A$ a nyers ASPCAP-fémtartalom. Az egyenlet csak a $\log g < 3{,}5$ csillagokra érvényes. A valódi hiba azonban valószínűleg alacsonyabb volt, mint amit ez az egyenlet ad, mert sem a szisztematikus eltérésekre, sem pedig a fotometriai $T_{\rm eff}$ vörösödésből származó hibájára nem korrigáltam.



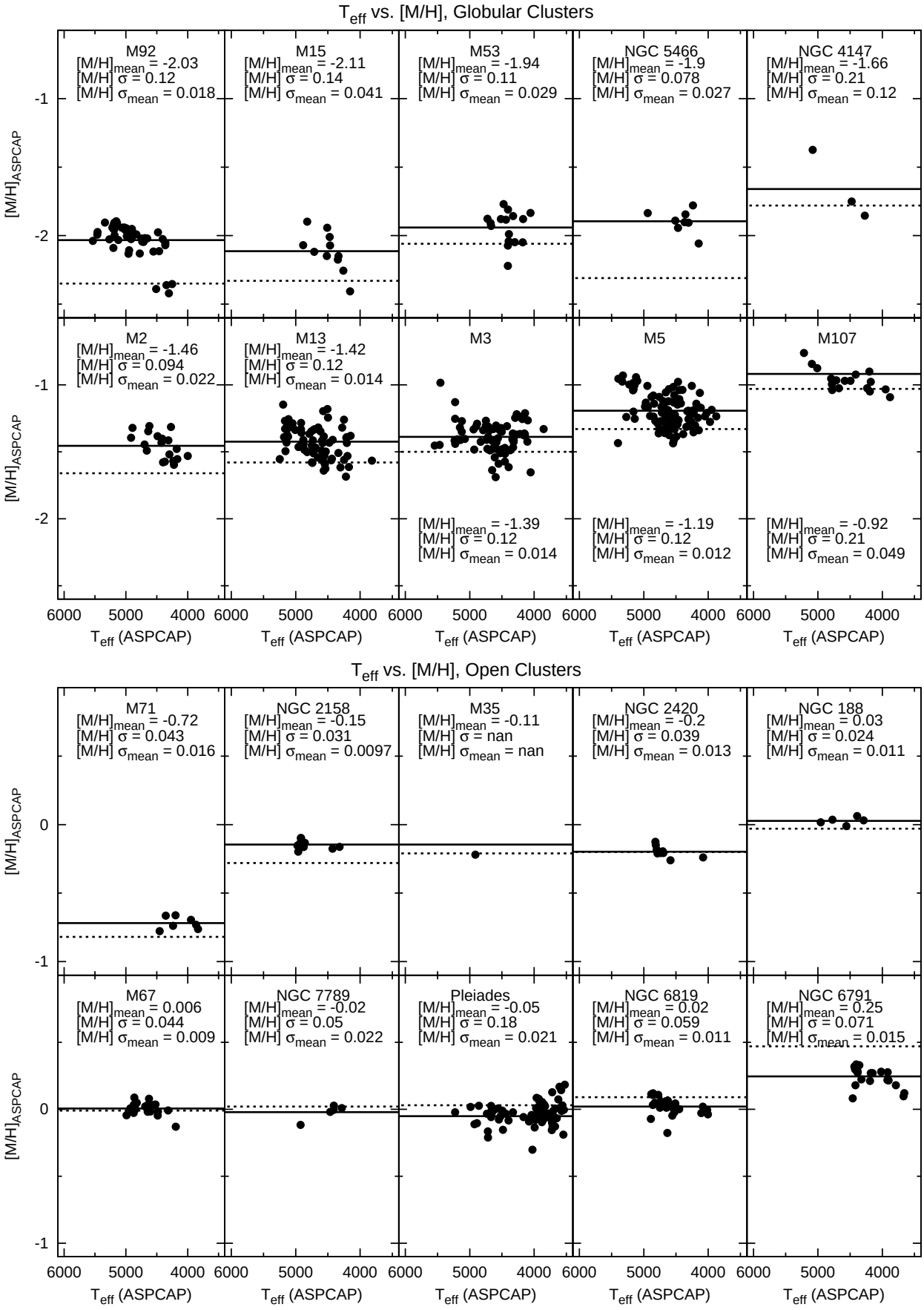
3.8. ábra. *Az [M/H], [α/M]és $T_{\rm eff}$ a kalibrációs halmazokban mért átlagérték körüli szórása a nyers ASPCAP-fémtartalom függvényében. A mintában csak log g < 3,5 csillagok szerepelnek. Az [M/H] és $T_{\rm eff}$ esetében egy lineáris függvény segítségével illesztettem ezen paraméterek átlagos hibáját. Forrás: Mészáros et al. (2013)*

3.4.2. Fémtartalom

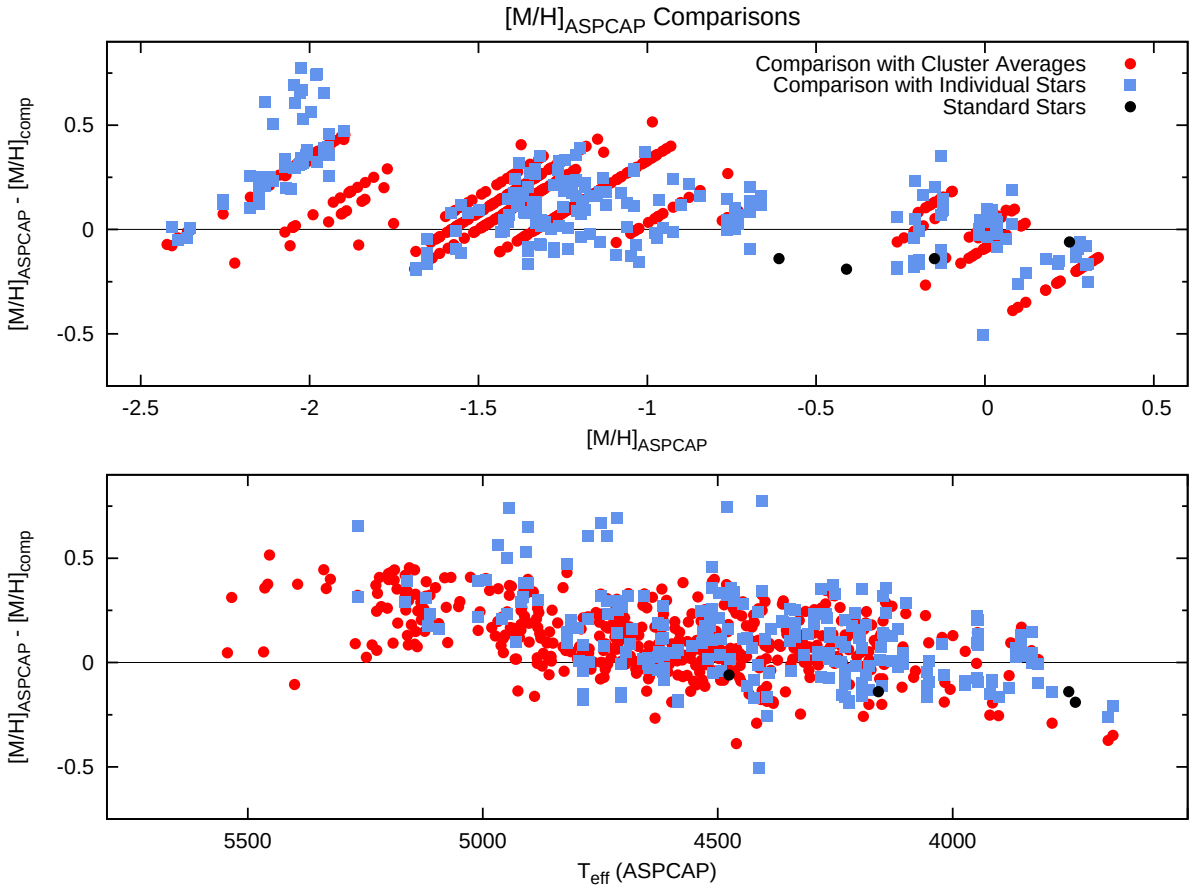
A $T_{\rm eff}$ után a legfontosabb atmoszferikus paraméter a fémtartalom, ennek meghatározása az első lépés a többi elem elemgyakoriságának kiszámolásához (lásd 1.1.3. fejezet). Az ASPCAP esetében az [M/H] értéket használjuk az összes elem szoláris értékeinek egységes skálázására. Az [X/M] értékével pedig az egyedi elemek elemgyakoriságának a metallicitással skálázott szoláris értéktől való eltérését írjuk le. A DR10 esetében ez a [C/M], [α/M] és [N/M] elemgyakoriságokra vonatkozott.

A DR10-hez nyílt- és gömbhalmazok átlagos irodalmi fémtartalmát használtam az ASPCAP [M/H] kalibrálására. Az irodalomban található halmazfémességek mind [Fe/H] elemgyakoriságon alapultak, amelyet az optikai tartományban található semleges Fe atomok abszorpciós vonalaiból származtattak. Ezért az itt bemutatott kalibrációk az [M/H] fémtartalmat az optikai [Fe/H] értékekhez kapcsolják. Az ASPCAP fejlesztése során a halmazokban meghatároztuk a [Fe/H] és [M/H] értékeket, amik 0,1 dexen belül megegyeztek. Fontos megjegyezni, hogy az optikai tartományból kapott [Fe/H] fémtartalmat a spektrum modellezésénél szintén a Nap összetételének skálázására használják. Az APOGEE esetében az M jelölést használjuk, hogy jelezzük, ez a fémtartalom a színkép teljes illesztéséből lett meghatározva. A DR12-től (Holtzman et al., 2015) az APOGEE a [Fe/H] és [M/H] fémtartalmat is publikálta, és a két érték hibahatáron (általában 0,05−0,1 dex) belül megegyezik.

A 3.9. ábrán az ASPCAP-fémtartalmat ábrázoltam a $T_{\rm eff}$ függvényében a kalibráláshoz használt nyílt- és gömbhalmazokban. A nyílthalmazoknál az [M/H] halmazon belül nem függ a $T_{\rm eff}$-től. A 3.9. ábrán látható halmazok átlagos fémtartalmát és az átlagérték körüli szórást a 3.3. táblázatban soroltam fel. A nyílthalmazok esetében, $-0,5 <$ [M/H] 0,1 dex tartományban az irodalmi és ASPCAP-metallicitások 0,1 dexen belül megegyeznek. A gömbhalmazok esetében ([M/H] $< -0,5$) a szisztematikus eltérések 0,1 dex értékről (M71) 0,35 dexre (M92) emelkednek a fémtartalom csökkenésével. Az ASPCAP által mért magasabb fémtartalom oka a Fe vonalak számának és erősségének csökkenésében, és ezzel egy időben az α-elemek vonalainak erősödésében keresendők, ami korrelációt okozhat a két



3.9. ábra. *Felső panelek: az [M/H]a $T_{\rm eff}$ függvényében gömbhalmazokban a DR10-adatok alapján. Alsó panelek: az [M/H]a $T_{\rm eff}$ függvényében nyílthalmazokban a DR10-adatok alapján. Az átlagos fémtartalom és a szórás a paneleken látható. A folytonos vonal az ASPCAP átlagos [M/H]-t jelöli, a szaggatott vonal pedig az irodalmi átlagot (3.1. táblázat). A gömbhalmazokban az átlagos fémtartalom 0,2−0,3 dex értékkel nagyobb, mint az irodalmi adat. A $-0,5 <= [M/H] <= 0,1$ tartományban az egyezés kiváló, de a fémgazdag NGC 6791 halmazban a fémtartalom 0,2−0,3 dex értékkel alulbecsült. Forrás: Mészáros et al. (2013)*



3.10. ábra. *ASPCAP [M/H] és az irodalmi fémtartalmak összehasonlítása halmazbeli egyedi csillagokra (kék négyzetek) és a négy FTS-csillagra (fekete körök) az [M/H] és $T_{\rm eff}$ függvényében. Az egyedi csillagoknak a halmaz irodalmi átlagától való egyedi eltérését a piros körök mutatják. A mintában csak log $g < 3{,}5$ csillagok szerepelnek. Forrás: Mészáros et al. (2013)*

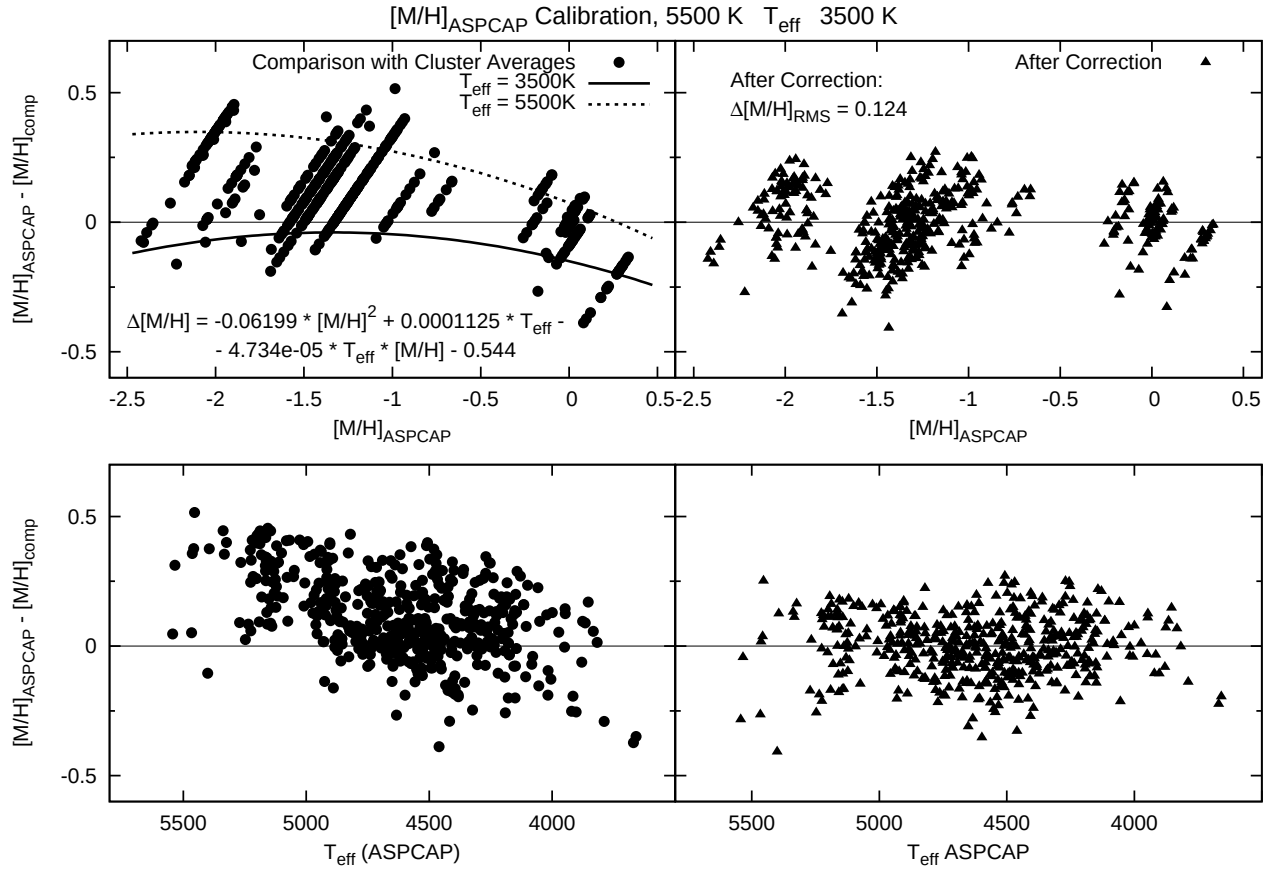
paraméter között. A gömbhalmazoknál már erősebb lineáris korrelációt találtam az [M/H] és $T_{\rm eff}$ között a halmazokon belül. Ez legjobban az M92-ben, M2-ben és M13-ban látható (3.9. ábra). 5000 K felett 200−500 K különbségeket találtam az ASPCAP és fotometriai hőmérsékletek között (3.4.1. fejezet), ami hozzájárulhat az [M/H] szisztematikus elméréséhez a magasabb hőmérsékletek felé. A hőmérséklet-különbségből származó hiba hozzáadódhat a Fe vonalak hiányából származó hibához, tovább erősítve az [M/H] − $T_{\rm eff}$ korrelációt, ami az ASPCAP által mért, a vártnál magasabb fémtartalomhoz vezet.

Az ASPCAP és az irodalmi fémtartalom közötti különbséget a 3.10. ábrán mutatom be, ahol a kék négyzetek az egyedi csillagok, a piros körök a halmaz átlagával történő összehasonlítását mutatják. A két korreláció nagyon hasonló, ami könnyen érthető, hiszen a halmaz átlagos fémtartalma az egyedi csillagokból ered. Mivel utóbbi tartalmazza az egyedi mérések hibáját, a kalibrációhoz az átlagos metallicitást használtam. A négy FTS-csillag (fekete körök) ASPCAP-fémtartalma átlagban 0,13 dex értékkel alacsonyabb a manuális analízissel kapottnál (Smith et al., 2013), az pedig valószínűleg az átlagosan 93 K-nel alacsonyabb ASPCAP-hőmérsékletnek köszönhető.

A halmaz irodalmi átlagától való eltérés a $T_{\rm eff}$ (alsó panel) és [M/H] (felső panel) függvényében a 3.11 ábrán látható. Azért, hogy mind a kettő paraméter függvényében látható korrelációt figyelembe tudjam venni, a következő korrekciós függvényt illesztettem:

$$[\mathrm{M/H}]_{\mathrm{korr.}} = [\mathrm{M/H}]_{\mathrm{A}} + 0{,}06199 \cdot [\mathrm{M/H}]_{\mathrm{A}}^2 - 1{,}125 \cdot 10^{-4} \mathrm{T_A} + 4{,}734 \cdot 10^{-5} \mathrm{T_A} \cdot [\mathrm{M/H}]_{\mathrm{A}} + 0{,}544\ , \quad (3.4)$$

ahol, $[\mathrm{M/H}]_A$ a nyers ASPCAP-fémtartalom, T_A a nyers ASPCAP $T_{\rm eff}$. A kalibráció a következő paraméter-tartományban érvényes: $-2{,}5 \leq [\mathrm{M/H}] \leq 0{,}5$, 3500 K $\leq T_{\rm eff} \leq$ 5500 K, és log $g < 3{,}5$.



3.11. ábra. *A bal oldali paneleken az ASPCAP [M/H] és a halmazok irodalmi [M/H]-átlagának különbsége látható az ASPCAP [M/H] és $T_{\rm eff}$ függvényében. A folytonos vonal a korrekciós függvény 5500 K-nél, a szaggatott vonal pedig 3500 K-nél felvett értékét mutatja. A jobb oldali paneleken a kalibráció után [M/H]-különbség látható. A mintában csak log $g < 3{,}5$ csillagok szerepelnek. Forrás: Mészáros et al. (2013)*

A 3.11. ábra jobb oldali paneljein láthatók, hogyan változik a korrekció utáni fémtartalom az irodalmi értékekhez viszonyítva. Összességében a kalibráció az [M/H]- és $T_{\rm eff}$-függés nagy részét eltünteti, bár alacsony fémtartalomnál kis hőmérsékletfüggés még mindig megmarad. A korrekció után a fémtartalom átlagos szórása 0,12 dex, és a halmazok korrigált átlagos [M/H] $\pm$0,1 dexen belül megegyezik az optikai tartományból kapott értékekkel (3.12. ábra).

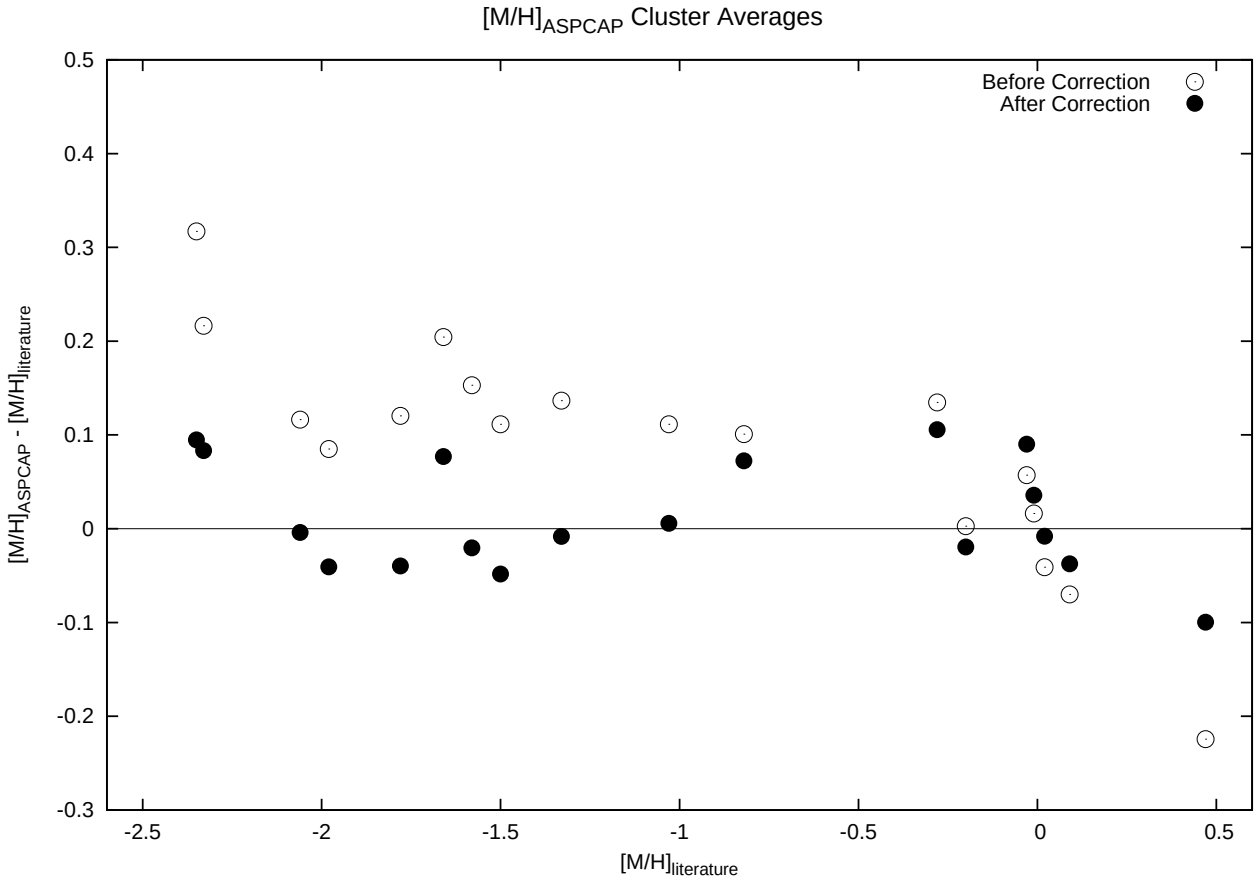
Az [M/H] véletlen hibáját a halmazok átlaga körüli szórásból számoltam ki, amely a 3.8. ábrán látható az átlagos halmazfémtartalom függvényében. A gömbhalmazok esetében az [M/H] szórása 0,08 és 0,14 dex között változik, míg a szoláris fémtartalom környéki nyílthalmazok esetében a szórás csak 0,03−0,07 dex. Az összes halmazon számolt átlagos [M/H]-hiba 0,09 dex. A minta egy halmazában, az M107-ben különösen magas, 0,21 dex volt az [M/H] szórása, ami valószínűleg a halmazban található, 5000 K-nél forróbb csillagok nagyobb számára vezethető vissza. A szórás értékeire az átlagos fémtartalom függvényében a következő egyenletet illesztettem:

$$[\mathrm{M/H}]_{\rm RMS} = -0{,}0361 \cdot [\mathrm{M/H}]_{\rm A} + 0{,}0548 \tag{3.5}$$

Az egyenlet minden log $g < 3{,}5$ csillagra érvényes.

3.4.3. Felszíni nehézségi gyorsulás

A log g értékére a csillagok színképe sokkal kevésbé érzékeny, mint a $T_{\rm eff}$-re vagy az elemgyakoriságokra. Az ASPCAP fejlesztése során mesterségesen zajosított elméleti spektrumok illesztéséből S/N= 100 jel/per zaj esetében legfeljebb 0,2 dex elérhető hibahatárt határoztak meg.

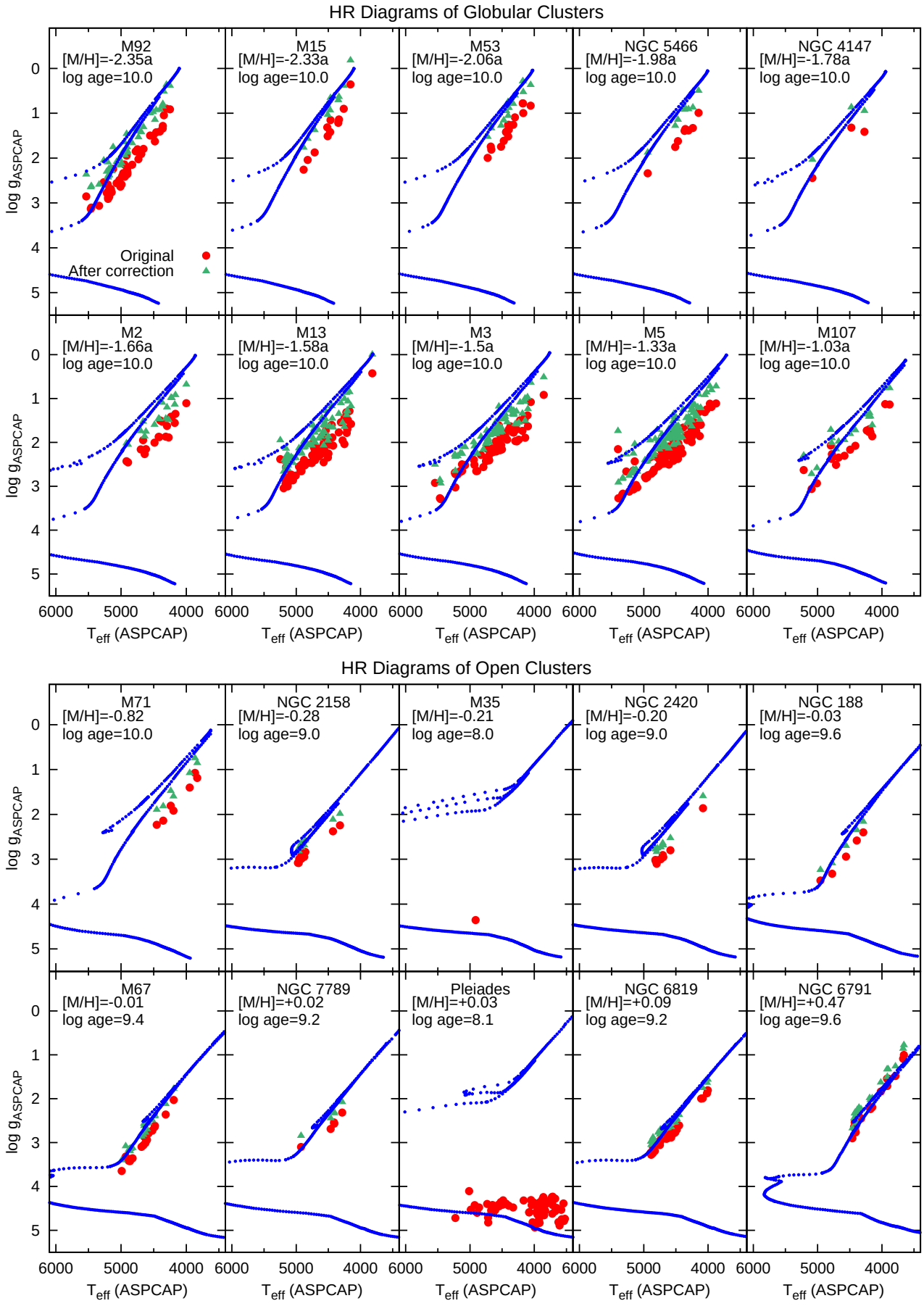


3.12. ábra. *A kalibrációs halmazok átlagos fémtartalmának és az irodalmi átlagok különbsége korrekció előtt (üres körök) és korrekció után (telített körök). Korrekció után a metallicitások átlagai ± 0,1 dex értéken belül megegyeznek. Az átlagokat a 3.1 és 3.3. táblázatokban listáztam. Forrás: Mészáros et al. (2013)*

A felszíni nehézségi gyorsulás kalibrációjához kétféle, spektroszkópiai módszerektől függetlenül kiszámolt log g-t használtam. A csillaghalmazokban található csillagok esetében a log g meghatározható egy adott $T_{\rm eff}$-re, ha a halmaz kora és távolsága ismert. A 3.1. táblázatban felsorolt halmazok csillagainak log g-jét a Padova-izokronok (Bertelli et al., 2008, 2009) segítségével számoltam ki. Azért, hogy a gömbhalmazoknál megfigyelt megemelkedett α-elemgyakoriságot figyelembe tudjam venni (akkoriban a Padova-izokronokat csak fémtartalom szerint lehetett választani), az izokronok fémtartalmát 0,2 dex értékkel megemeltem. Az így kapott log g-t összehasonlítottam a Dartmouth-izokronokból kapott értékekkel, és azok 0,1 dex értéken belül megegyeztek egymással. Az izokronokból kapott log g-nek viszont elég nagy hibája van, egyrészt magának az izokronoknak az RGB-n megnövekedett pontatlansága miatt, másrészt pedig azért, mert az izokron nagy meredeksége miatt 100 K hőmérsékletbeli eltérés 0,2−0,3 dex hibát okoz a log g-ben, amely gyengén még az [M/H]-tól is függ. A fotometriai log g meghatározásánál már az abszolút hőmérsékletskálához kalibrált, ASPCAP $T_{\rm eff}$-t használtam.

A második módszer az asztroszeizmológiából származó log g értékekkel történő összehasonlítás, amelyhez a Kepler-mezőben észlelt változócsillagokat használtam (a csillagok kiválasztásáról a 3.1.2. fejezetben lehet röviden olvasni). Ezek a log g-k a spektroszkópiainál sokkal pontosabbak, átlagos hibájuk mindössze 0,01−0,03 dex, azonban a DR10-ben észlelt Kepler- csillagok között nincs fémszegény csillag. Egy harmadik összehasonlítási mód az irodalmi spektrkoszkópiai log g-k használata lenne, de azoknak az APOGEE-hoz hasonlóan nagy, 0,2−0,4 dex a hibájuk.

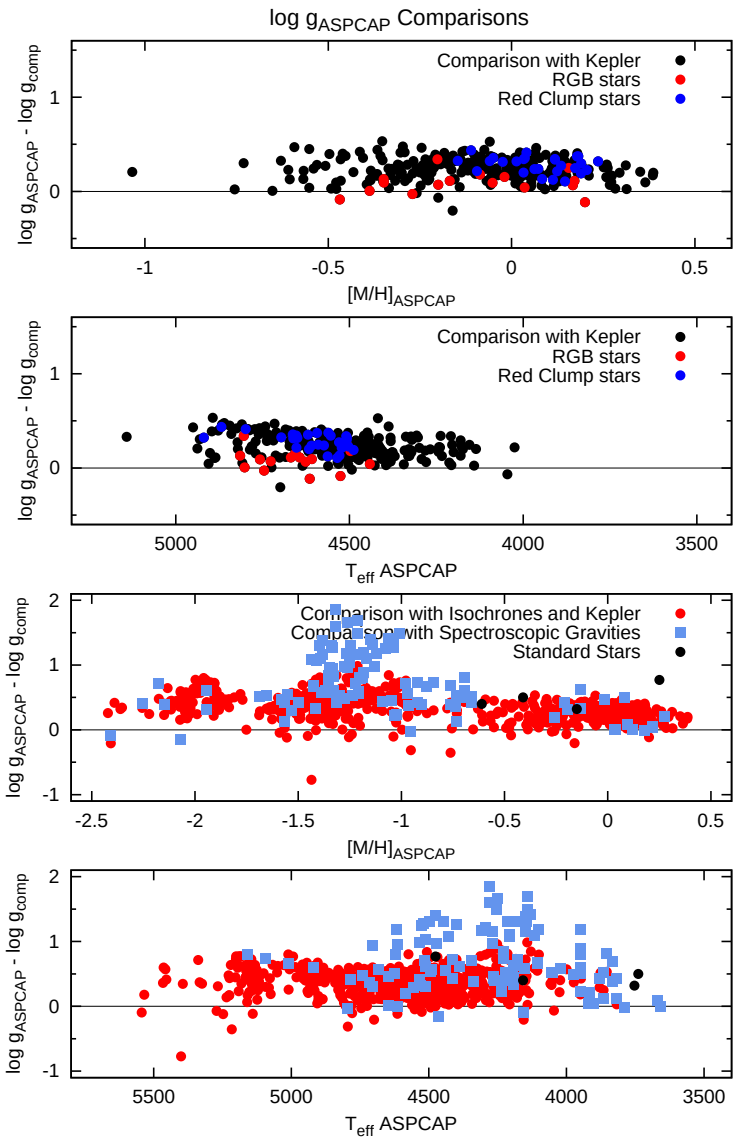
A 3.13. ábrán az ASPCAP nyers log g értékeit ábrázoltam a $T_{\rm eff}$ függvényében az elméleti izokronokkal együtt a mintában szereplő 20 nyílt- és gömbhalmazra. A kalibrált $T_{\rm eff}$ ugyan közelebb hozza a megfigyelt log g-t az izokronokhoz, de nem elegendő a 3.13. ábrán látható eltérések magyarázatához. Fémszegény csillagok esetében az ASPCAP az izokronból meghatározott log g-nél átlagosan 0,5 dex



3.13. ábra. *Felső tíz panel: gömbhalmazok Kiel-diagramja ($T_{\rm eff}-\log g$). Az izokronokhoz használt fémtartalmak esetében a megnövekedett α-elemgyakoriság miatt az átlagnál 0,2 dex értékkel nagyobbakat állítottam be. Ezeket a fémtartalmakat 'a' betűvel jelöltem. Piros körök jelzik az eredeti ASPCAP log g-t, zöld háromszögek pedig a log g kalibrációja utáni értékeket jelölik. Alsó tíz panel: nyílthalmazok Kiel-diagramja. Az izokronokak kék körök jelölik. Forrás: Mészáros et al. (2013)*

értékkel magasabb log g-t mért, míg szoláris metallicitásnál a különbség kb. 0,3 dex.

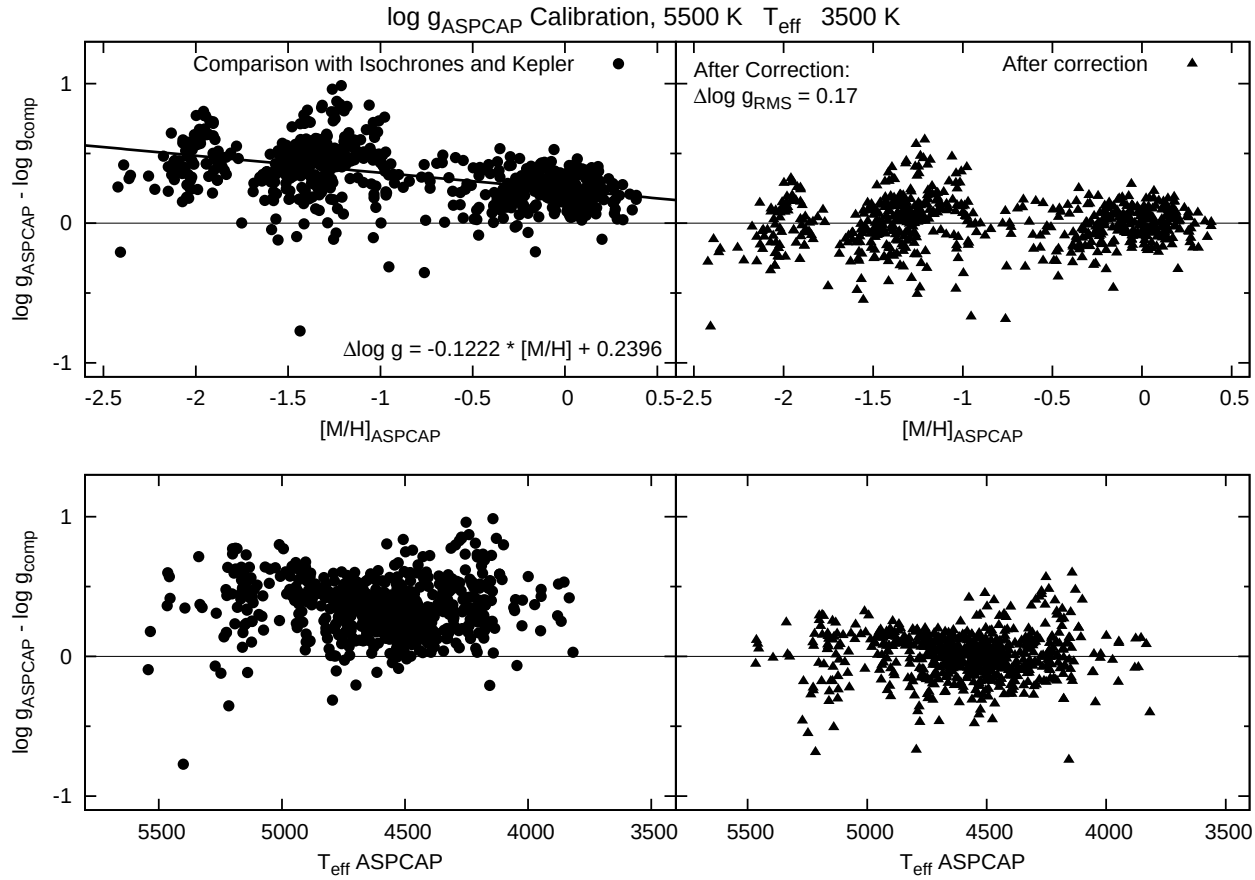
Az asztroszeizmikus log g-ket a 3.14. ábrán mutatom be a $T_{\rm eff}$ és [M/H] függvényében. A felső két panelen a Kepler-mintában található RGB-csillagokat piros körök, a red clump (RC) csillagokat pedig kék körök jelzik. Az fejlődési állapot meghatározásáról Stello et al. (2013)-ban lehet részletesen olvasni. Jól látható, hogy az ASPCAP log g-k átlagosan 0,3 dex értékkel nagyobbak, mint az asztroszeizmikus értékek, azonban az összehasonlítást csak az [M/H] $> -0{,}7$ dex csillagokra lehet elvégezni. Az eltérés csak gyengén függ a $T_{\rm eff}$-től vagy az [M/H]-tól. Érdekes, hogy a log g különbsége függ az evolúciós állapottól, az RGB-csillagok esetében jobb az egyezés, mint az RC-csillagoknál.



3.14. ábra. *Felső két panel: az ASPCAP és a Kepler-mezőben lévő csillagok asztroszeizmológiai log g-jének különbsége az [M/H] és a $T_{\rm eff}$ függvényében. Piros körök mutatják az RGB-csillagokat, kék körök az RC-csillagokat, a fekete körök pedig a bizonytalan besorolású óriáscsillagokat. Alsó két panel: az ASPCAP log g-értékeinek, illetve az izokronokból és a Kepler-csillagokból meghatározott log g-értékek kombinálásából nyert nehézségi gyorsulások különbsége az [M/H], és a $T_{\rm eff}$ függvényében (piros körök). Kék négyzetek jelölik a spektroszkópiai log g-vel való összehasonlítást, fekete körök pedig az FTS-csillagokat. A mintában csak log g < 3,5 csillagok szerepelnek. Forrás: Mészáros et al. (2013)*

Az alsó két panelen az izokronokból és Kepler-mintából meghatározott log g-ket (piros körök) kiegészítettem az optikai tartományból kapott spektroszkópiai nehézségei gyorsulások irodalmi értékeivel (kék négyzetek), és a négy FTS-csillag (fekete körök) log g-jével. Az így kapott minta már elegendő volt a log g pontosságának vizsgálatára az egész fémtartalom-tartományában. Összességében az izokronokból származó és asztroszeizmológiai nehézségei gyorsulások egyeznek, de 0,5 dex értéken belül már vannak jelentős különbségek a kettő között. Az egyik az, hogy szoláris fémtartalomnál ASPCAP jobban egyezik az izokronokkal, mint a Kepler-csillagokkal, és a különbség nem függ a $T_{\rm eff}$-től, mint az asztroszeizmológiai mintánál. Az izokron log g azonban nagyon érzékeny a $T_{\rm eff}$-re, és kis hibák a hőmérsékletben nagy log g-eltéréseket okozhatnak. Az FTS-csillagoknál az átlag különbségre $0{,}48 \pm 0{,}08$ dex adódott.

Összességében a Kepler-csillagok log g-jével történő összehasonlítás pontosabb képet adott az ASPCAP log g pontosságáról, mint az izokronok, de [M/H] $< -1{,}0$ dex alatt nem voltak alkalmasak a DR10 kalibrálására. Ezért úgy döntöttem, hogy a kalibrációs egyenletet az izokron és asztroszeizmológiai log g kombinálásából határozom meg. A mintában minden Kepler-csillag szerepelt, és minden olyan halmaztag is, amelynek [M/H] $< -0{,}5$ dex a fémtartalma, így az $-1 <$ [M/H] $< -0{,}5$ dex tartományban mindkét fajta log g-különbség bekerült a végső mintába. A kalibrációs egyenlet meghatározásánál csak a metallicitás függvényében illesztettem a log g-különbséget, mert a $T_{\rm eff}$ figyelembe vétele már nem javított az illesztésen. A



3.15. ábra. *Bal oldali panelek: az ASPCAP log g-értékeinek, illetve az izokronokból és a Kepler-csillagokból meghatározott log g-értékek kombinálásából nyert nehézségi gyorsulások különbsége az [M/H] és a $T_{\rm eff}$ függvényében. A kalibrációhoz használt 3.6 egyenlet látható a bal felső panelen. A kalibráció utáni állapot a jobb oldalon látható. A mintában csak log g < 3,5 csillagok szerepelnek. Forrás: Mészáros et al. (2013)*

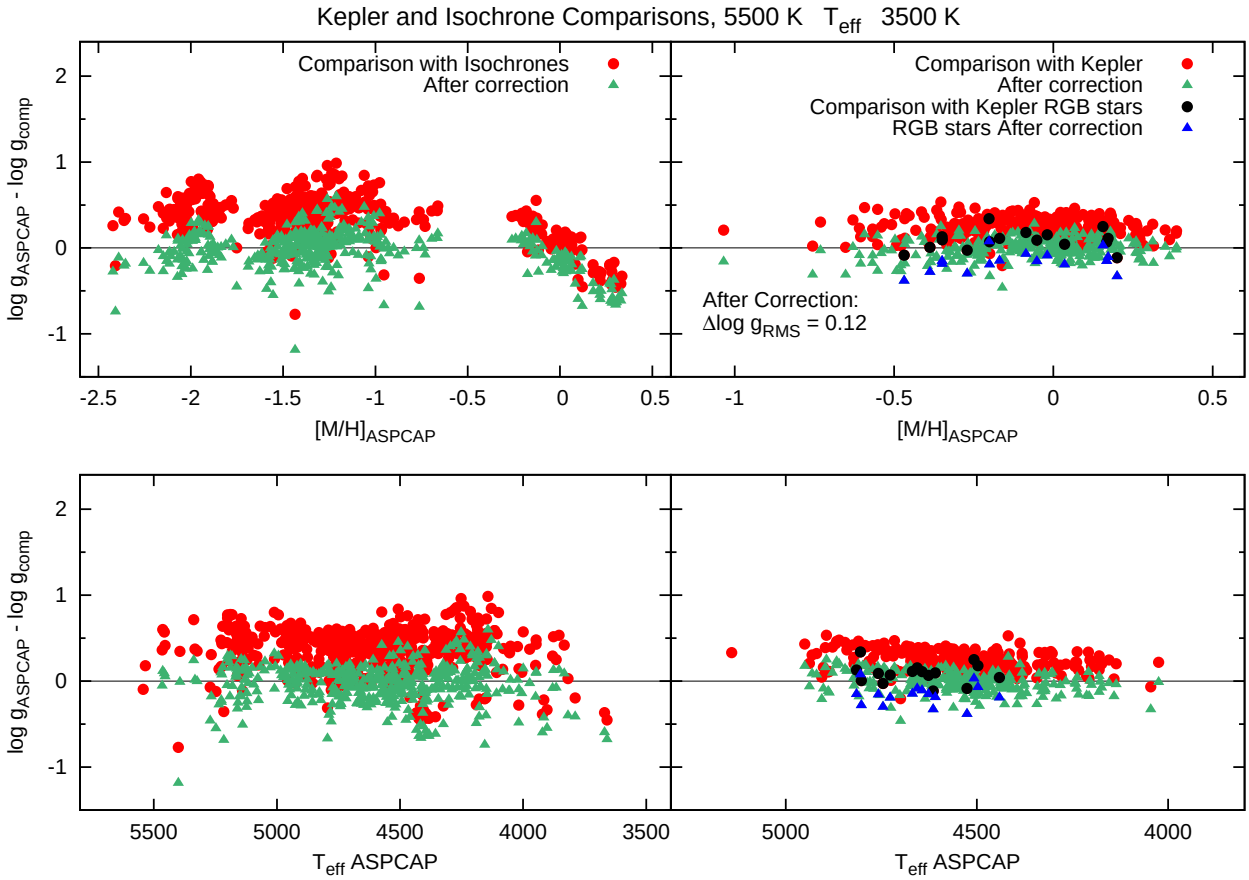
DR10 log g kalibrációjára a következő egyenletet kaptam:

$$\log\, g_{korr.} = \log\, g_A + 0,1222 \cdot [\mathrm{M/H}]_\mathrm{A} - 0,2396\,, \tag{3.6}$$

ahol log g_A az ASPCAP által meghatározott nyers nehézségei gyorsulás, $[\mathrm{M/H}]_A$ pedig az ASPCAP által meghatározott nyers fémtartalom.

A 3.15. ábrán látható a kalibráció előtti (bal oldali panelek) és utáni (jobb oldali panelek) állapot az [M/H] és a $T_{\rm eff}$ függvényében. Kalibráció után a log g-különbség nagy része eltűnik a teljes fémtartalom-tartományában, és az átlagérték körüli szórása 0,17 dexre csökken. Bár többféle kalibrációs függvényt kipróbáltam, a 3.6 egyenlet adta a legkisebb szórást. A kalibráció log $g < 3,5$ dex, $-2,5 <$ [M/H] $<$0,5 dex, valamint 3800 K és 5500 K között érvényes.

Az ellenőrzés kedvéért a 3.16. ábrán bemutatom a kalibráció hatását az izokron (bal oldali panelek) és asztroszeizmológiai (jobb oldali panelek), és az ASPCAP által meghatározott log g-értékek különbségére. Jól látható, hogy a Kepler-csillagok esetében a kalibráció teljesen eltünteti a szisztematikus különbséget, és a szórás 0,12 dexre csökken, így arra a következtetésre jutottam, hogy az ASPCAP nyers log g véletlen hibája 0,2 dex alatt van. A 3.13. ábrán látható a korrigált log g a $T_{\rm eff}$ függvényében a kalibrációhoz használt halmazok esetében. A korrigált log g-k közelebb esnek az izokronokból meghatározottakhoz, mint az eredeti log g-k, bár kis különbségek még a kalibráció után is maradtak.



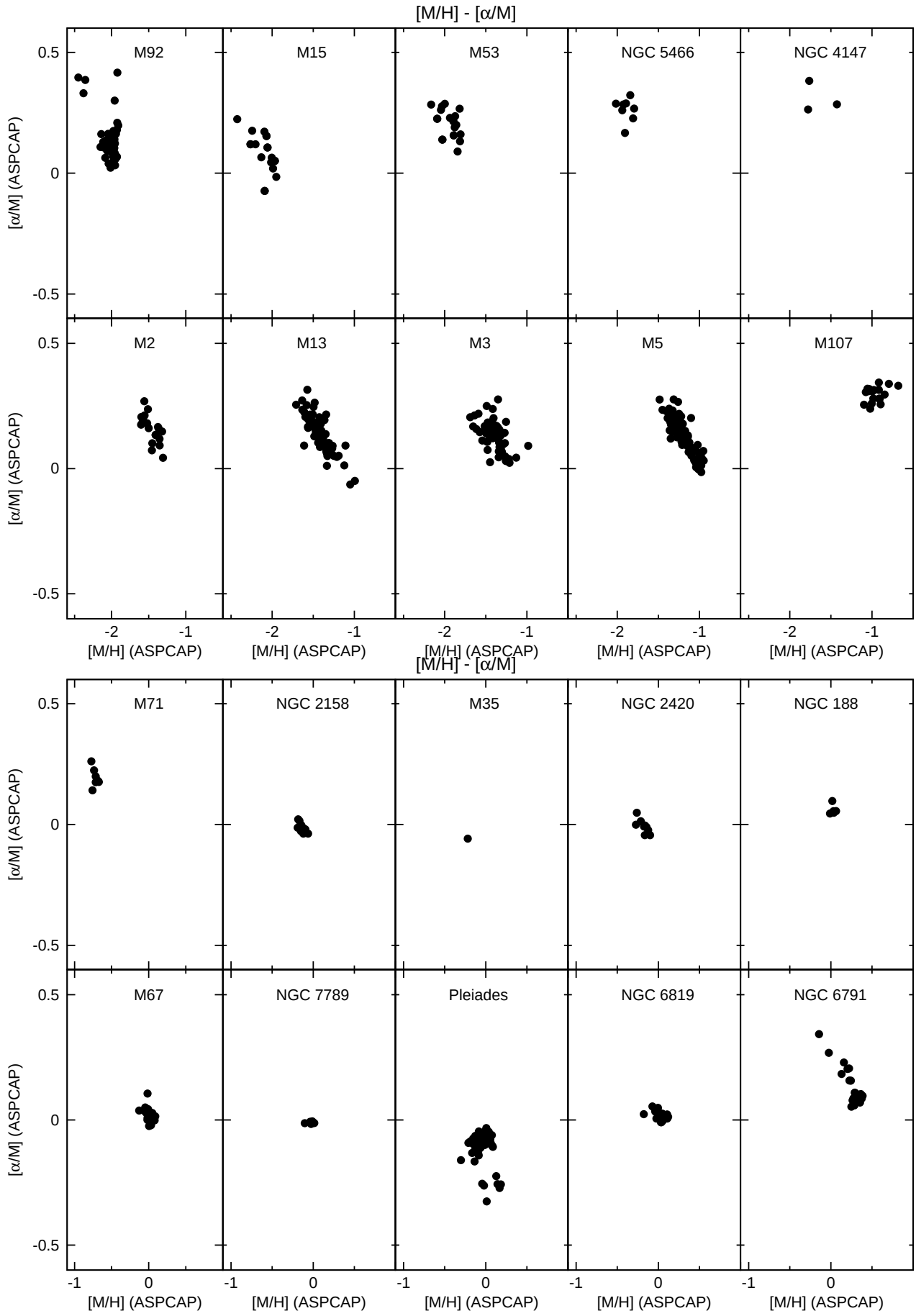
3.16. ábra. *Bal oldali panelek: ASPCAP és az izokron log g-k különbsége az [M/H] és a $T_{\rm eff}$ függvényében kalibráció előtt (piros körök) és után (zöld háromszögek). Jobb oldali panelek: az ASPCAP és a Kepler-csillagok log g-jének különbsége az [M/H] és a $T_{\rm eff}$ függvényében kalibráció előtt (piros körök) és után (zöld háromszögek). Az RGB-csillagok korrekció előtti log g-különbsége fekete körökkel, a kalibráció utáni állapot pedig kék háromszögekkel van ábrázolva. A bal felső panelen látható, hogy az asztroszeizmológiai log g-n alapuló kalibráció utáni log g nem egyezik jól az izokron log g-vel. A mintában csak log g < 3,5 csillagok szerepelnek. Forrás: Mészáros et al. (2013)*

3.4.4. Az α, C és N elemek gyakorisága

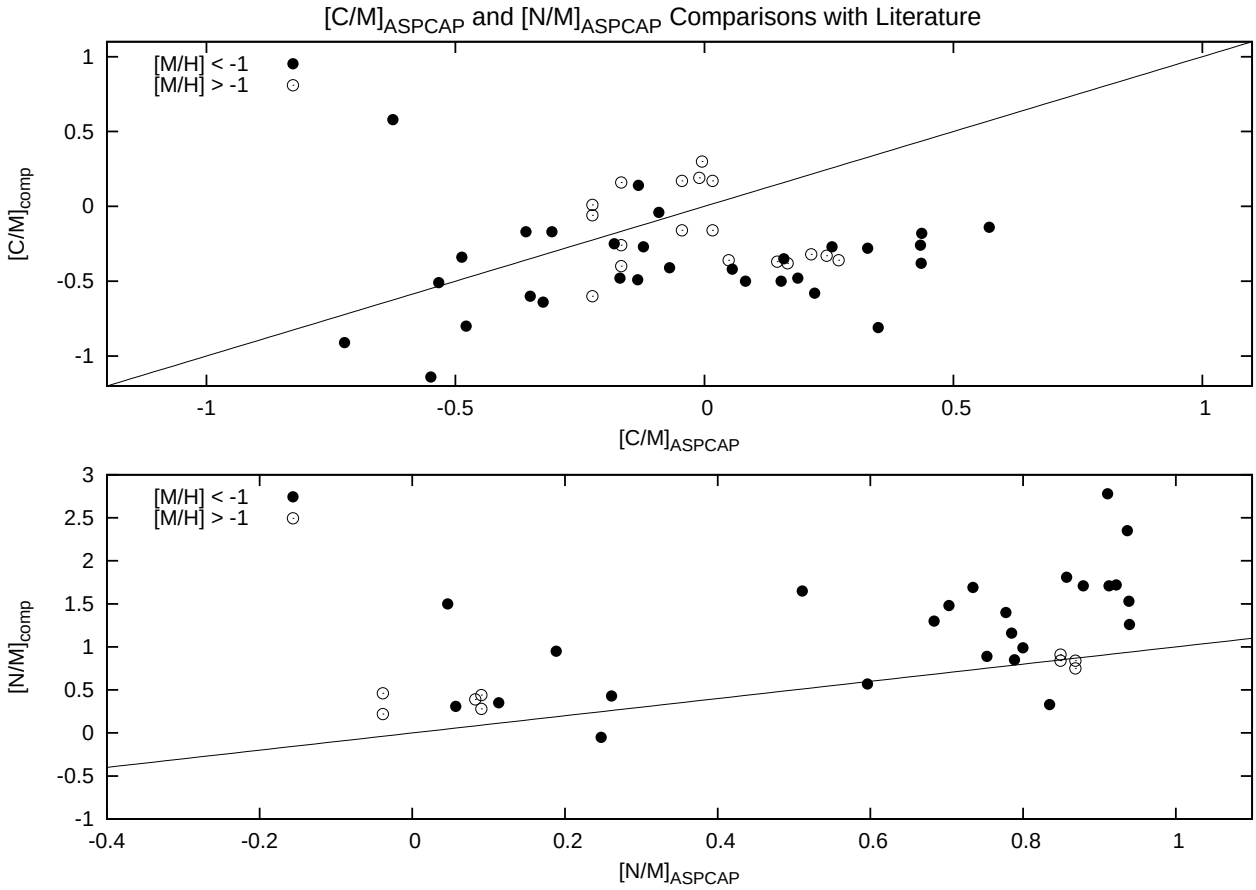
A DR10 keretében kisebb hangsúlyt helyeztünk az egyedi elemgyakoriságok meghatározására, mint a fő atmoszferikus paraméterekre. Az APOGEE első adatpublikálásában három elem gyakoriságát határoztuk meg a teljes színkép illesztéséből: [α/M], [C/M] és [N/M].

A 3.17. ábrán a nyílt- és gömbhalmazokban mért [α/M]-t mutatom be az [M/H] függvényében. Az APOGEE számára fontos fémtartalom-tartományban ($-0,5 <$ [M/H] $< 0,1$ dex), az [α/M] nem korrelál az egyedi [M/H] értékekkel. A gömbhalmazokban és a fémekben leggazdagabb nyílthalmazban (NGC 6791, [M/H] = 0,37) azonban már erős korrelációt lehet látni. Ez a korreláció akkor jön létre, amikor az algoritmus a teljes színkép illesztésénél nem képes az α-vonalakat megkülönböztetni a többi vonaltól, amely alacsony és nagyon magas fémtartalmak esetén valószínű. A gömbhalmazokban az OH-vonalak erőssége már nagyon hasonló a Fe vonalakéhoz, így azok már az [M/H] és [α/M] változtatásával is ugyanolyan könnyen illeszthetők. Az APOGEE DR12-ben (Holtzman et al., 2015) közölt elemgyakoriságoknál ezeket a nem kívánt korrelációkat már sikerült kiküszöbölni az elemgyakoriságokra érzékeny hullámhossztartományok kijelölésével.

A [C/M] és [N/M] elemgyakoriságokat a 3.18. ábrán hasonlítom össze az irodalmi értékekkel (3.1. táblázat). Az ASPCAP jelentősen, akár 1 dex értékkel is túlbecsülte a [C/M]-t az optikai értékekhez viszonyítva, míg az [N/M] esetében 0,2−0,4 dex értékkel alacsonyabb értékeket mértünk. Az optikai tartományban azonban nagyon nehéz megmérni ezeknek az elemeknek a koncentrációját, és későbbi (DR12 és utánna) vizsgálatokkal sikerült kimutatnunk, hogy az ASPCAP a DR10-ben nagyrészt helyes



3.17. ábra. *Az ASPCAP által meghatározott [α/M] elemgyakoriság a fémtartalom függvényében a mintában szereplő gömb- és nyílthalmazokban. A gömbhalmazokban erős korreláció figyelhető meg a két paraméter között, amely a nyílthalmazokban nincs jelen. Forrás: Mészáros et al. (2013)*



3.18. ábra. *Irodalmi [C/M] és [N/M] elemgyakoriságok az ASPCAP-értékek függvényében. Az alacsony fémtartalmú ([M/H]*< -1 *dex) halmazokat üres körökkel, a magasabb fémtartalmú halmazokat pedig teli körökkel ábrázoltam.*

C- és N-elemgyakoriságokat mért, és csak a gömbhalmazokban található, szénben gazdagnak látszó csillagokról derült ki, hogy csak felső korlátnak alkalmazhatók. Ezt a két elemgyakoriságot különösen nehéz megállapítani, mert egyszerre járulnak hozzá a CO és CN molekulák vonalainak erősségéhez. A 4.1.3. fejezetben részletesen kifejtem a felső korlát jelentését, és azt, hogy miként lehet pontosabban meghatározni a [C/M] és [N/M] értékeit gömbhalmazokban. A nagy bizonytalanságok miatt azt javasoltam, hogy a DR10 [C/M] és [N/M] elemgyakoriságait csak nagy elővigyázatossággal használják.

Az APOGEE DR10 paramétereinek kalibrációjával kapcsolatos eredményeimet a 3.5. fejezetben foglalom össze.

3.5. Összefoglalás

Az ASPCAP fejlesztése során az egyik legfontosabb kérdés az volt, hogy milyen interpolációs algoritmust használjunk az észlelt színképek elméleti spektrumokkal történő illesztése során. A kérdés megválaszolása érdekében 400, véletlenszerű $T_{\rm eff}$, [Fe/H] és log g paraméterekkel generált modellatmoszférát számoltam ki, és az ezekből szintetizált színképeket az interpolált változatukkal hasonlítottam össze. A tesztspektrumok az F5 és G5 közötti színképtartományt fedték le. Az öt különböző algoritmus közül egyik a modellatmoszféra fizikai paramétereit interpolálta lineárisan, míg a másik négy (lináris, harmadfokú spline, harmad-, és negyedfokú Bezier-függvény) az atmoszférából eredő fluxust.

Eredményeim azt mutatták, hogy a modellatmoszféra interpolálása adja a legnagyobb hibákat, átlagosan $-0{,}17\pm0{,}19\%$ az optikai és $0{,}0004\pm0{,}038\%$ az IR-tartományban. A fluxusok interpolálása pontosabb eredményeket, a lineáris interpoláció nagyjából kétszer kisebb hibákat adott, mint az MA, de a magasabb rendű algoritmusok további nagyjából kétszeres javulást hoztak. A legpontosabb inter-

polációs eljárás a harmadfokú Bezier-függvény, amelynek átlagos hibája 0,011±0,047% az optikai, és 0,0011±0,0075% az IR-tartományban. A negyedfokú Bezier-függvénynek csak marginálisan nagyobb a hibája. Összességében az MA interpoláció hibája már S/N> 10−20-nál kimutatható az abszorpciós vonalak magjában az optikai tartományban, míg a harmadfokú Bezier hibái csak a S/N > 200-nál jelennek meg. Eredményeimet a Mészáros & Allende Prieto (2013)-ban mutattam be, és ennek hatására az APOGEE első adatpublikálásánál (Mészáros et al., 2013) a harmad- és negyedfokú Bezier-függvényeket használták az elméleti spectrumrács interpolálására.

Az ATLAS9- és MARCS-modellatmoszféra-rácsok is tartalmaznak olyan atmoszferikus paramétereket, amikre az algoritmus nem konvergált. Ezek a modellek sajnos nem használhatók, és az így keletkező lyukak paraméterei köré eső csillagok színképeinek illesztése hibás volt a DR14-ben $T_{\rm eff}$ < 3500 K alatt, hiszen nem a megfelelő modellatmoszférát használtuk a színkép kiszámításánál. A DR16-hoz használt MARCS-modelleknél akár a 20%-ot is elérheti a nem konvergáló modellek aránya.

A DR16-ban az egyik legfontosabb fejlesztés az volt, hogy ezeket a hiányzó színképeket egy új interpolációs módszer felhasználásával kiszámítottam (Jönsson et al., 2020). Ehhez RBF-interpolációt használtam, és Faul et al. (2005) algoritmusát optimalizáltam az APOGEE-adatokhoz. A végső interpoláció pontossága a kontinuum-normált spektrumokban minden esetben 0,02-nél kisebb volt, de a hiba tipikus értéke csak 0,001 körül alakult. Az új interpolált spektrumok felhasználásával a DR16-ban meghatározott atmoszferikus paraméterek a HRD tetején ($T_{\rm eff}$ <3500 K) már sokkal pontosabbak lettek, és nem mutattak a DR14-hez hasonló, csak a konvergált modellek paraméterei körüli csoportosulást.

Az ASPCAP fejlesztése során a másik legfontosabb kérdés az volt, hogy az első adatpublikásában megjelenő atmoszferikus paramétereket és elemgyakoriságokat hogyan kalibráljuk. A kérdést ASPCAP-tól függetlenül meghatározott, és más asztrofizikai megfontolásokból származó paraméterek felhasználásával lehetett megválaszolni. A kalibrációhoz használt mintához 20 nyílt- és gömbhalmazból 559 csillagot gyűjtöttem ki, amit a Kepler-mezőben észlelt változócsillagokkal egészítettem ki. A célom az volt, hogy az elsőként publikált hat paraméter szisztematikus és véletlenszerű hibáit feltárjam és kalibráljam, és a következő eredményekre jutottam:

1. $T_{\rm eff}$: Az ASPCAP eredeti effektív hőmérsékletei jól, 8±161 K-en belül egyeznek az optikai tartományban meghatározott $T_{\rm eff}$-ekkel. A fotometrikus hőmérsékletek esetében már jelentősebb szisztematikus különbséget találtam. Egy kalibrációs egyenlet segítségével átkonvertáltam az ASPCAP eredeti $T_{\rm eff}$-értékeit a González Hernández & Bonifacio (2009) által meghatározott fotometriai értékekre, amelyek nagyon közel esnek az abszolút hőmérsékletskálához. A $T_{\rm eff}$ véletlenszerű hibájára 150−200 K-t kaptam a gömbhalmazokban, és 50−100 K-t a nyílthalmazokban szoláris metallicitáshoz közeli fémességnél.

2. [M/H]: Az ASPCAP [M/H]-értékek nagyon jól egyeznek az irodalmi fémtartalmakkal a $-0,5 <$ [M/H] $<$ 0,1 dex tartományban. Az ennél fémszegényebb és fémgazdagabb csillagok esetén 0,2−0,3 dex eltérést figyeltem meg, amit egy empirikus korrekcióval összhangba tudtam hozni az optikai [Fe/H]-metallicitásokkal. Az [M/H] véletlen hibáját a halmazok átlagos fémtartalma körüli szórásból határoztam meg, amely minden esetben kisebb volt 0,15 dexnél, az átlag pedig 0,09 dex volt.

3. log g: A nehézségi gyorsulás esetében 0,2−0,3 dex eltérést találtam az izokron és az asztroszeizmológiai log g-hez képest is a $-0,5 <$ [M/H] $<$ 0,1 dex tartományban. Ezen kívül az eltérés nagyobb, és elérheti akár az 1 dexet is. Fémszegény csillagok esetében az izokronokból meghatározott értékekkel, míg fémgazdag csillagoknál az asztroszeizmológiai értékeket tartalmazó minta alapján végeztem el az ASPCAP log g-értékeinek kalibrációját.

4. [α/M]: A nyílthalmazokban az [α/M] elemgyakoriság nem függ a fémtartalomtól $-0,5 <$ [M/H] $<$ 0,1 dex tartományban. A gömbhalmazoknál azonban erős korrelációt figyeltem meg az [α/M] és az [M/H] között. Az [α/M] tipikus véletlen hibája 0,07 dex alatti.

5. [C/M] és [N/M]: A [C/M] és [N/M] esetében nagy eltéréseket találtam az ASPCAP- és optikai elemgyakoriságok között, ezért használatukat a DR10-ben nem javasoltam.

A DR10 utáni SDSS-adatközlések során is részt vettem az APOGEE adatainak kalibrálásában. A DR10 keretében bemutatott kalibrációs módszerek a későbbi adatpublikálások során számos változáson mentek keresztül. A $T_{\rm eff}$ kalibrálása esetében áttértünk az alacsony vörösödésű csillagok fotometriai hőmérsékleteinek használatára. Az APOGEE később több ezer Kepler-csillagot észlelt, és alacsonyabb [M/H]-nál is lehetővé vált az asztroszeizmológiai log g-hez kalibrálni az ASPCAP értékeit, így a szisztematikus különbségek alacsony metallicitásnál is 0,2 dex környékére csökkentek. Az izokronokat már csak vörös törpéknél használtuk. A fémtartalomnál a szisztematikus különbség ASPCAP- és az optikai [Fe/H] között kb. 0,1 dexre csökkent. Az összes paraméter véletlen hibáját sikerült tovább csökkenteni, legfőképpen a kontinuum-normalizáció fejlesztése révén. Az egyedi elemgyakoriságok meghatározására az adott elem abszorpciós vonalait tartalmazó ablakokat definiáltunk. Az APOGEE adatainak kalibrációjáról a következő cikkekben lehet részletesen olvasni: DR12: Holtzman et al. (2015), DR13 és DR14: Holtzman et al. (2018); Jönsson et al. (2018), DR16: Jönsson et al. (2020), DR17: Abdurro'uf et al. (2022).

4. fejezet

Többszörös csillagpopulációk az északi gömbhalmazokban

A DR10 adatainak kalibrációja után gömbhalmazok kémiai összetételének vizsgálatával kezdtem el foglalkozni 2014-ben. Ez egy több éves projekthez vezetett, amelynek a végén sikerült az összes nagy és fényes gömbhalmaz többszörös csillagpopulációit feltérképeznem. Az első lépés ehhez a DR12-ben észlelt északi gömbhalmazok első egységes kémiai analízise volt, az ezzel kapcsolatos munkámat ebben a fejezetben mutatom be a Mészáros et al. (2015) 2.−6. részeiben publikált eredményeim mentén. Ez a fejezet az SDSS−III APOGEE nem nyilvános adatainak felhasználásával készült.

Az APOGEE a DR10 kalibrációjához (Mészáros et al., 2013) összesen 10 fényes északi gömbhalmazt észlelt, és ez lehetővé tette, hogy a legtöbb északi halmazt közös elemgyakoriság-skálára hozzam, ami korábban nem volt elérhető az irodalomban. A DR10 kalibrációjának kivitelezése során kezdtem el részletesen foglalkozni gömbhalmazok kémiai analízisével. A célom kettős volt: egyrészt szerettem volna az északi halmazok első részletes és szisztematikus felmérését elvégezni Carretta et al. (2009a,b,c)-hoz hasonlóan, másrészt pedig az így kapott elemgyakoriságokkal a szennyezést leíró modellek jóslatainak ellenőrzéséhez konzisztens és homogén módon meghatározott elemgyakoriságokat szolgáltatni. Mivel [C/M]- és [N/M]-elemgyakoriságokat nagyon nehéz az optikai tartományból meghatározni, Mészáros et al. (2015) volt az első publikáció, amelyben homogén módon, nagy számú csillagot használva tudták a gömbhalmazok többszörös populációinak C- és N-tartalmát vizsgálni.

4.1. A MOOG automatizálása

A Mészáros et al. (2015)-ben bemutatott eredményeimhez szükséges számításokat 2014-ben, az APOGEE és SDSS−III DR12-es (Holtzman et al., 2015) adatainak előkészítése során végeztem el. Ez volt az az adatpublikálás, amelyben az APOGEE először tett közzé és egyedi elemgyakoriságokat, és ennek kalibrálásában, validálásában én is aktívan részt vettem. Kezdeti vizsgálataim azt mutatták, hogy az APOGEE DR12-es [O/M]-elemgyakoriságokkal nem lehet a gömbhalmazokban azt a nagy O-szórást megfigyelni, amelyet korábban mások már minden gömbhalmazban megtaláltak (lásd 1.3. fejezet). Ez azt jelentette, hogy az APOGEE adatok alapján nem lehetett reprodukálni a Na-O antikorrelációt egyik gömbhalmazban sem. Mint később kiderült, ez az akkori ASPCAP-verzió hibája volt, ezért az északi gömbhalmazok szisztematikus felméréséhez az ASPCAP-től független kémiai analízisre volt szükség.

4.1.1. Halmaztagság meghatározása

Első lépésben az APOGEE által észlelt gömbhalmazokban lévő csillagokat azonosítottam, és ehhez azt a 10 gömbhalmazt használtam, amelyeket a DR10 kalibrációjához is (részletekért lásd 3.4. fejezetet). Ezeknek a halmazoknak a fő paramétereit - irodalmi fémesség, $E(B-V)$ és a halmaztagság meghatározása után maradt csillagok számát a 4.1. táblázat listázza. A teljes minta összesen 428 csillagot

4.1. táblázat. A mintában szereplő gömbhalmazok irodalmi paraméterei. Forrás: Mészáros et al. (2015)

ID	Név	N[a]	[Fe/H][b]	$E(B-V)$[c]
NGC 7078	M15	23	-2,37±0,02	0,10
NGC 6341	M92	47	-2,31±0,05	0,02
NGC 5024	M53	16	-2,10±0,09	0,02
NGC 5466		8	-1,98±0,09	0,00
NGC 6205	M13	81	-1,53±0,04	0,02
NGC 7089	M2	18	-1,65±0,07	0,06
NGC 5272	M3	59	-1,50±0,05	0,01
NGC 5904	M5	122	-1,29±0,02	0,03
NGC 6171	M107	42	-1,02±0,02	0,33
NGC 6838	M71	12	-0,78±0,02	0,25

[a]N: a kiválasztott csillagok száma

[b][Fe/H] hivatkozások: Harris 1996 (2010-es kiadás), a gömbhalmazok növekvő fémtartalom szerint vannak felsorolva

[c]$E(B-V)$ hivatkozások: (1) Harris 1996 (2010-es kiadás)

tartalmazott 10 gömbhalmazban. Az elemgyakoriságok illesztéséhez elengedhetetlen nagy jel/zaj arányú spektrumokat használni, ezért a teljes mintában csak olyan csillagok szerepeltek, amelyek színképének S/N értéke legalább 70 volt.

4.1.2. Fő atmoszférikus paraméterek meghatározása

Az elemgyakoriságok illesztése előtt a csillagok fő atmoszferikus paramétereit ($T_{\rm eff}$, [M/H], log g, $v_{\rm mikro}$) kellett az ASPCAP által alkalmazott módszertől függetlenül meghatározni.

A $T_{\rm eff}$ esetében González Hernández & Bonifacio (2009) fotometriai hőmérsékleteit használtam, amelyek 30−40 K-en belül megegyeznek az abszolút hőmérsékletskálával (Casagrande et al., 2010). A vörösödést az $E(J-K_s) = 0,46 \cdot E(B-V)$ képlet (Schlegel et al., 1998) segítségével határoztam meg a 4.1. táblázatban felsorolt $E(B-V)$ értékeket használva. Az APOGEE DR10-es hőmérsékleteinek kalibrálása során azt találtam, hogy az ASPCAP $T_{\rm eff}$ értékei jelentősen eltértek a fotometriai hőmérsékletektől 5000 K felett. Ez az eltérés akár 300−500 K is lehetett, aminek nagy hatása volt a meghatározott elemgyakoriságokra. Ez a probléma főképp az alacsony fémtartalmú ([M/H] < -1) csillagoknál jelentkezett. A gömbhalmazok csillagainak jelentős része viszont pont ebbe a metallicitás- és hőmérséklet-tartományba esett, ezért úgy döntöttem, hogy a fő analízishez González Hernández & Bonifacio (2009) fotometriai hőmérsékleteit használom az ASPCAP értékei helyett. Mivel a González Hernández & Bonifacio (2009) hőmérsékleti skála független az ASPCAP-től, az így kapott elemgyakoriságok fontos tesztként szolgáltak a DR12-es kémiai összetételek ellenőrzése során.

A fémtartalom esetében is az APOGEE-tól független módszert alkalmaztam. A DR10 keretében publikált fémtartalom a teljes spektrum illesztéséből meghatározott [M/H] volt. Az [M/H] tartalmazza a színképben található összes fém abszorpciós vonalait, és elméletben különbözik a [Fe/H]-tól, amelyet hagyományosan a semleges Fe-atomok abszorpciós vonalainak illesztéséből kapnak meg, ezzel egy alternatív fémességskálát létrehozva. A DR10-ben az [M/H] értékei [M/H] < -2 alatt 0,2−0,3 dex értékkel magasabbnak mutatkoztak az optikai fémtartalomnál, ami miatt azokat kalibrálni kellett (Mészáros et al., 2013), ezzel az optikai [Fe/H]-értékekhez kötve őket. A fémtartalmat az Fe-vonalak illesztéséből határoztam meg, egyrészt a DR10 [M/H] kalibrációja miatt, másrészt pedig mert a DR10-ben [Fe/H]-értékeket nem publikáltunk, ami alkalmat adott a két skála összehasonlítására. Az illesztéshez használt Fe-vonalakat a 4.2. táblázatban soroltam fel.

A csillagok színképe kevésbé érzékeny a log g változására, mint a többi fő paraméter esetében.

4.2. táblázat. Az illesztéshez használt hullámhossztartományok. Forrás: Mészáros et al. (2015)

Elem	log(N)[a]	Hullámhossz (Å)[b]
Fe	7,45	15210-15213,5; 15397-15401; 15651-15654
		15966-15973; 16044-16048; 16156-16160
		16168-16171
C	8,39	15572-15606; 15772-15791; 15980-16037
		16172-16248; 16617-16677; 16839-16870
N	7,78	15240-15417
O	8,66	15267-15272; 15281-15288; 15372-15380
		15386-15390; 15394-15397; 15404-15414
		15499-15502; 15508-15511; 15539-15542
		15561-15566; 15569-15574; 15887-15904
		16188-16198; 16207-16213; 16233-16237
		16244-16247; 16251-16261; 16300-16305
		16314-16319; 16707-16714; 16718-16720
		16731-16735; 16888-16892; 16898-16912
Mg	7,53	15741-15757; 15767-15773
Al	6,37	16720-16727; 16751-16759; 16765-16770
Si	7,51	15962-15966; 16062-16066; 16097-16101
		16218-16223; 16683-16687; 16830-16834
Ca	6,31	16139-16143; 16153,5-16164
Ti	4,90	15546,5-15549,5; 15718-15721,5

[a]A Nap referencia kémiai összetétel (Asplund et al., 2005)

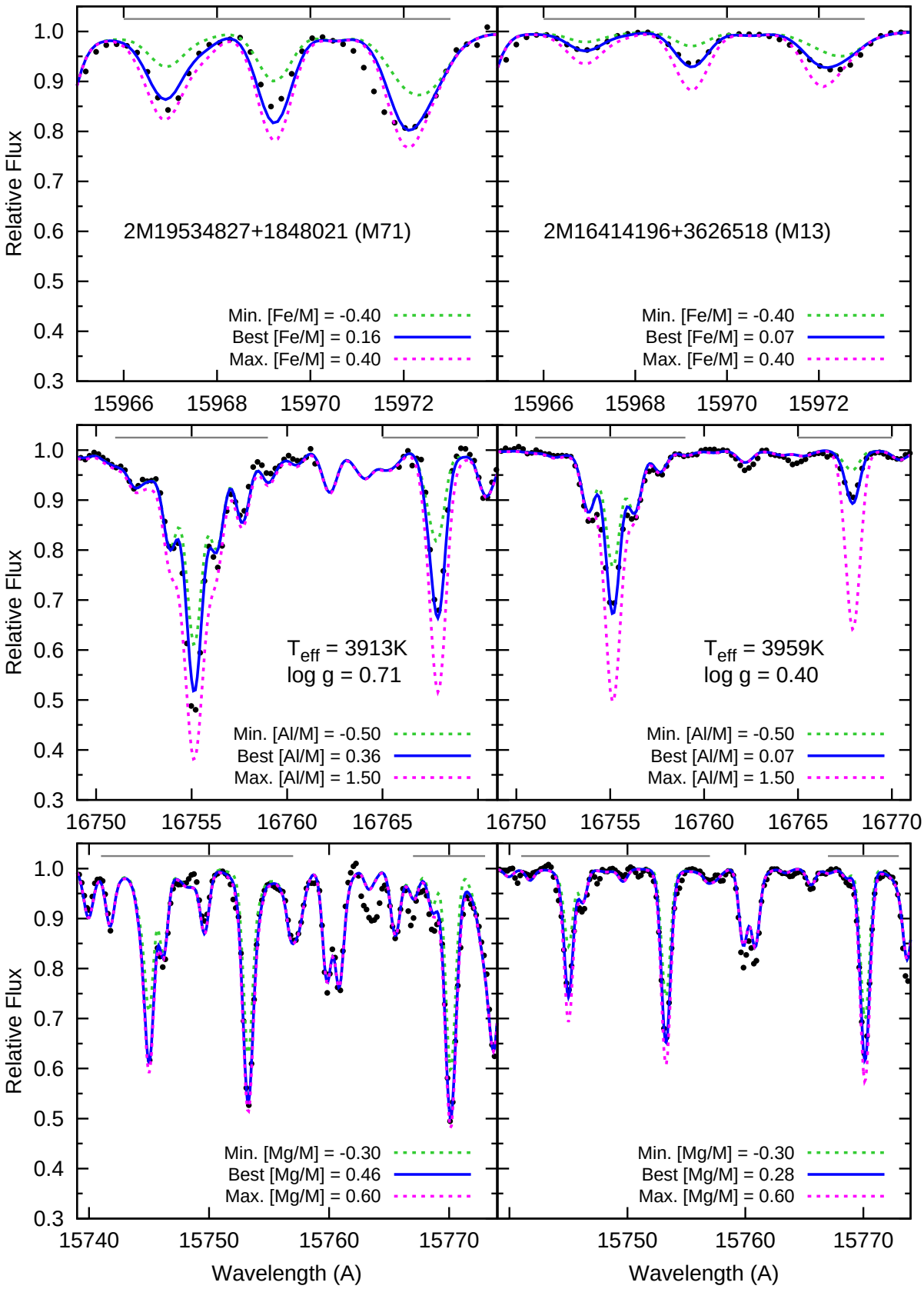
[b]Vákuumban mért hullámhosszak

A DR10-ben jelentős, gömbhalmazokban akár 1 dex eltérést is találtam a spektroszkópiai és izokron log g-k között (Mészáros et al., 2013), ami már jelentősen befolyásolhatja az elemgyakoriságok értékét. Ezért a gömbhalmazok kémiai összetételének analízéséhez az izokronokból leolvasott log g használata mellett döntöttem. Ehhez 10 milliárd éves Padova-izokronokat (Bertelli et al., 2008, 2009) használtam, amelyeknek fémtartalmát az irodalmi értékekhez (4.1. táblázat) képest 0,2 dex értékkel megnöveltem a magas [α/Fe] figyelembevételének érdekében. A mikroturbulens sebességhez a DR10-ben is alkalmazott képletet ($v_{\mathrm{mikro}} = 2,24 - 0,3 \cdot \log g$) használtam.

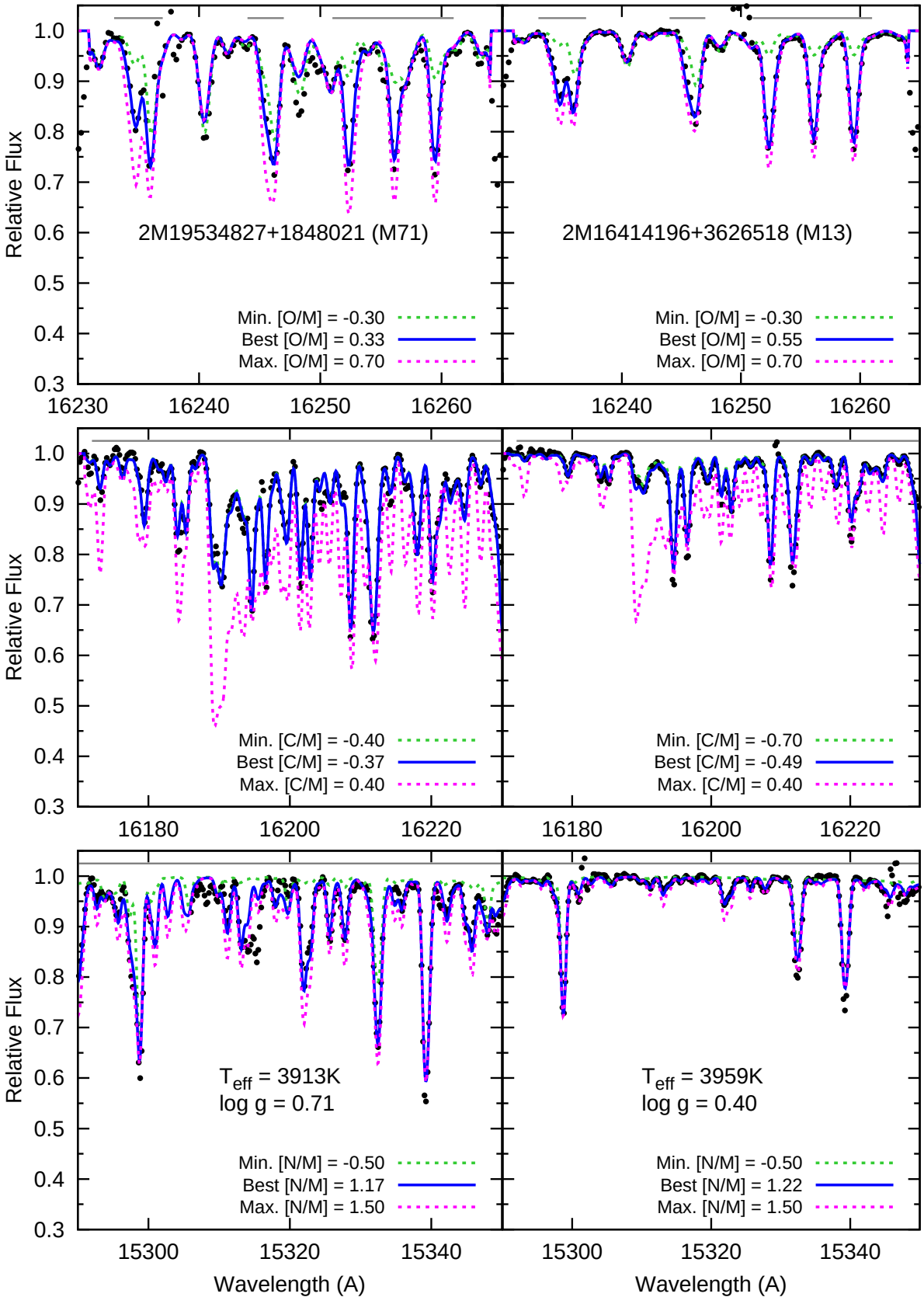
4.1.3. Az abszorpciós vonalak illesztése

A gömbhalmazok csillagainak kémiai analízéséhez nagy számú elméleti színképet kellett kiszámolni, amihez kifejlesztettem egy *autosynth* nevű algoritmust. Az *autosynth* először beolvas egy modellatmoszféra-fájlt, majd pedig elméleti színkép számolása után automatikusan képes az elemgyakoriságok illesztésére. A spektrumszintézishez a MOOG2013 (Sneden, 1973) nevű programot használtam, az *autosynth* pedig összehasonlította az elméleti spektrumokat a megfigyelttel, és χ^2-illesztéssel meghatározta az adott abszorpciós vonalat legjobban leíró elemgyakoriságot egy előre megadott hullámhosszablakban. A MOOG az ATLAS- és MARCS-modellatmoszférákat is kezelni tudja. A spektrumszintézishez az APOGEE DR12-höz (Holtzman et al., 2015) kifejlesztett vonallistát (Shetrone et al., 2015) használtam. Ez a vonallista atomok és molekulák (CO, OH, CN, C_2, H_2, H_2O és SiH) atomfizikai paramétereit tartalmazta, amelyeket a H sávban található vonalakhoz optimalizáltak, ennek részleteiről a Shetrone et al. (2015)-ben lehet olvasni.

Az észlelt színkép kontinuum-normalizációjának minősége jelentősen befolyásolja az illesztett elemgyakoriságok értékét, ezért szükség volt egy megbízható módszerre, amivel az abszorpciós vonalak környékén lévő úgynevezett lokális kontinuum pontos helyét meg tudjam határozni. Erre a fő χ^2-minimalizációtól független χ^2-illesztést fejlesztettem ki, amely során az észlelt kontinuum-normált spektrum 1-hez közeli pontjait (0,98 és 1,02 között) 0,7 és 1,1 között 0,001-es lépésközzel egy konstans értékkel megszoroztam, ezzel különböző lokális kontinuum-elhelyezést szimulálva. A szorzás azért volt szükséges, hogy megőrizzem a spektrum eredeti alakját. A ciklusban minden egyes lépésben össze-



4.1. ábra. *Példa az Fe, Al és Mg vonalainak illesztésére egy M13-ben és egy M71-ben található csillagra. A fekete körök jelzik az észlelt színképet, a kék vonal a legjobb illesztést, a zöld és lila szaggatott vonalak pedig az illesztési határokat. Az illesztés során az elméleti spektrumokban 0,01-es lépésközzel változtattam az egyedi elemgyakoriságokat. Az ábrán látható elemgyakoriságok a vonalakból származó egyedi értékeket mutatnak, nem pedig a végleges analízishez használt átlagolt értékeket. Forrás: Mészáros et al. (2015)*



4.2. ábra. *Példa az OH, CO és CN molekulák vonalainak illesztésére egy M13-ben és egy M71-ben található csillagra. A vonalak jelentése megegyezik a 2.7. ábráéval. Forrás: Mészáros et al. (2015)*

hasonlítottam a konstans értékkel megszorzott észlelés és az elméleti színkép lokális kontinuumát és χ^2-minimalizációval meghatároztam azt a korrekciót, amely a megfigyelés és az elméleti spektrum lokális kontinuumát a legközelebb hozta egymáshoz. A lokális kontinuum illesztését minden egyes elemgyakoriság-léptetésnél el kellett végezni, a végső elemgyakoriságot pedig a megfelelő korrekciós faktorral megszorzott észlelés illesztésével határoztam meg.

Az itt bemutatott elemgyakoriságok LTE-közelítésben készültek. A modellatmoszférákhoz az ATLAS9-kódot (Kurucz, 1979) használtam, amelyeket a Mészáros et al. (2012)-ben leírt módszerrel és Asplund et al. (2005) szoláris kémiai összetétel felhasználásával számítottam ki. A modellatmoszférák kezdeti fémtartalmának a gömbhalmazok irodalmi átlagértékét használtam, azonban a fémtartalom illesztés során történt pontosítása után a modellatmoszférákat is frissítettem. A fotometriai $T_{\rm eff}$ és az izokron log g a számítások során változatlanok maradtak.

Az illesztendő abszorpciós vonalak beazonosításához Smith et al. (2013) által összeállított listát használtam. Összesen 9 elem elemgyakoriságát határoztam meg: Fe, C, N, O, Mg, Al, Si, Ca és Ti. Az egyes abszorpciós vonalak illesztéséhez használt hullámhossztartományokat és a szoláris referencia-elemgyakoriságokat a 4.2. táblázatban soroltam fel. Az Fe esetében a [Fe/M]-értéket illesztettem, ahol M a gömbhalmaz átlagos fémtartalma volt. A 4.1. és 4.2. ábrákon az Fe-, Mg-, Al-, OH-, CO- és CN-vonalak illesztésére mutatok be néhány példát.

Az illesztett elemek közül egy fontos hiányzott, a nátrium. A nátrium változása a gömbhalmazokban megfigyelt többszörös populációk egyik jellegzetessége, és az optikai tartományból részletesen tanulmányozták, lásd 1.3. fejezet. A H sávban összesen két Na abszorpciós vonal figyelhető meg, amelyek a Napéhoz hasonló fémtartalomnál detektálhatók, de a fémtartalom csökkenésével az erősségük is csökken. A hullámhossztartományok kijelölése kezdetén több gömbhalmazban is részletesen megvizsgáltam a Na-vonalak erősségét, és arra a következtetésre jutottam, hogy [M/H] $< -0{,}7$ dex fémtartalomnál a két Na-vonal annyira elgyengül, hogy már nem illeszthetőek megbízhatóan. Ezért sajnos az M71 néhány csillaga kivételével az Na elemgyakoriságát nem lehetett az APOGEE-mintában meghatározni, ezért egyetlen Na-elemgyakoriságot sem publikáltam.

A H sávban több molekula abszorpciós sávja jelentősen befolyásolja a színképben lévő atomos abszorpciós vonalak erősségét, ezért fontos volt, hogy a C, N és O elemek sávjait a többi elem előtt illesszem. A gömbhalmazokban a C és az α-elemek koncentrációja olyan nagy tartományon belül változik (1.3. fejezet), hogy az már jelentősen megváltoztatja az atmoszféra szerkezetét a Nap csak fémtartalommal skálázott szerkezetéhez képest. Tehát ha a C és α elemek pontos értékét nem vesszük figyelembe már a modellatmoszféra kiszámolásánál, akkor más mélységű abszorpciós vonalakat fogunk kapni, mint helyes számolás esetén. Ezeket figyelembe véve a következő illesztési eljárást dolgoztam ki:

1. Az első lépésben kiszámítottam egy, a halmaz irodalmi átlagos fémtartalmával skálázott modellatmoszférát az adott csillagra kapott fotometriai $T_{\rm eff}$-et és izokron log g-t felhasználva. Mivel minden kiválasztott csillag az RGB-n volt, ezekben a modellekben a [C/Fe] $= -0,5$, [O/Fe] = 0,3 és [N/Fe] = 0,5 értékeket használtam.

2. A második lépésben a H sávban található Fe-vonalak illesztéséből kiszámoltam a csillag átlagos [Fe/H]-értékét.

3. Ezután a már új [Fe/H]-értékekkel, de még a kezdeti CNO-elemgyakoriságokkal skálázott modellatmoszférát számoltam.

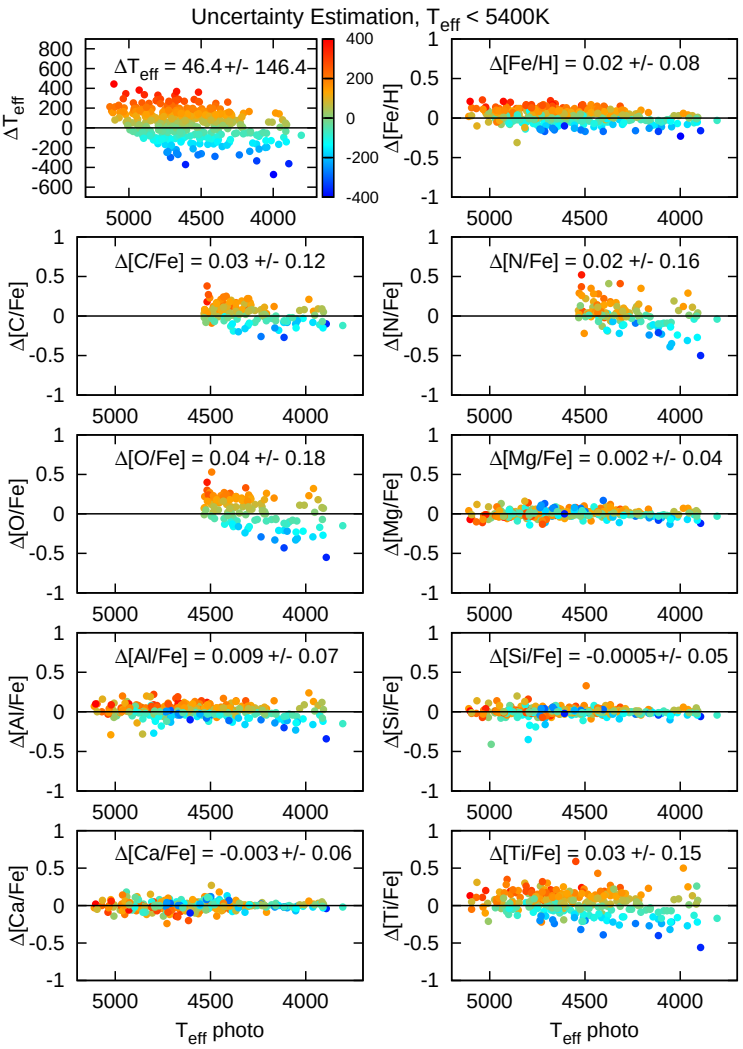
4. A negyedik lépésben következett az OH-, CO- és CN-molekulasávok illesztése. Mivel ezek a molekulasávok csak $T_{\rm eff} < 4500$ K alatt vállnak illeszthetővé az alacsony fémtartalmú spektrumokban, az [O/Fe], [C/Fe] és [N/Fe] elemgyakoriságokat csak ebben a hőmérséklet-tartományban illesztettem. Először az [O/Fe] értékét határoztam meg az OH-vonalakból, majd egy új modellatmoszférát hoztam létre az [α/Fe] = [O/Fe] feltételezéssel. Ezután megillesztettem a [C/Fe] értékét a CO-vonalakból, majd egy újabb modellatmoszféra-számolás következett ezzel a [C/Fe]-értékkel.

Az utolsó lépésben az [N/Fe]-elemgyakoriságot illesztettem a CN-vonalakból, de az új [N/Fe] ismeretében már nem volt szükség új modellatmoszférát számolására. A $T_{\rm eff} > 4500$ K esetben e három elemgyakoriságokat a kezdeti értékeken hagytam, és a molekulasávokat nem illesztettem.

5. Az utolsó lépésben következett a Mg-, Al-, Si-, Ca- és Ti-elemgyakoriságok meghatározása a korábban kapott fémtartalom, és az [α/Fe], [C/Fe], [N/Fe] konstans értéken tartásával.

A végső elemgyakoriság az egyes hullámhosszablakból kapott [X/Fe]-értékek egyszerű átlagaként állt elő. Bár az ablakok mérete és a vonalak erőssége különbözik egymástól, nem volt szükség e szempontok szerint súlyozva átlagolni, mert ez az új átlag elhanyagolható mértékben tért csak el az egyszerű átlagtól. Néhány ablakban előfordult hiányzó adat és egyéb adatredukciós hiba, ezért minden illesztést egyenként ellenőrizni kellett, ami több tízezer illesztés átnézését jelentette. A végső átlagértékbe nem számítottam bele azokat az ablakokat, amelyeket ilyen hibák terheltek.

4.1.4. Az elemgyakoriságok hibabecslése



4.3. ábra. *Az elemgyakoriságok változásának szemléltetése két hőmérsékletskála, ASPCAP- és fotometriai, között. Mindkét skála esetében pontosan ugyanazokat a számítási lépéseket használtam. Az alkalmazott színskála a hőmérséklet-különbséget mutatja. A feltüntetett hibák az átlagérték körüli szórást jelentik. Forrás: Mészáros et al. (2015)*

Az elemgyakoriságok hibája két összetevőből áll: (1) az észlelések jel/zaj aránya által okozott, valamint a redukciós lépések és a kontinuum-normalizáció pontatlanságaiból származó, azaz véletlenszerű (más néven belső) hibák, és (2) a fő atmoszferikus paraméterek ($T_{\rm eff}$, log g, [M/H], $v_{\rm mikro}$) elemgyakoriságokra is tovább terjedő esetleges szisztematikus hibái. A fő atmoszferikus paraméterek hibája erőteljesen befolyásolhatja az egyedi elemgyakoriságok értékét. Az egyes elemgyakoriságoknak fő atmoszferikus paraméterek hibájára való érzékenységét úgy teszteltem, hogy az összes csillag színképét újra leillesztettem pontosan ugyanazokat a korábbi lépéseket követve, de az ASPCAP nyers $T_{\rm eff}$-t és log g-t használva. Ez szintén lehetővé tette az ASPCAP $T_{\rm eff}$ és a fotometrikus hőmérséklettel kapott elemgyakoriság-skála összehasonlítását.

A 4.3. ábra bal felső panelén a fotometriai és ASPCAP $T_{\rm eff}$, a többi panelen pedig az elemgyakoriságok különbségét lehet látni a két hőmérsékletskála között. A színskála a hőmérséklet-különbséget mutatja. A fő paraméterekből eredő hibát a két skála közötti átlagkülönbség körüli szórással definiáltam. A hőmérséklet-különbség szórása 146 K, amelyet 150 K-re kerekítettem az egyszerűség kedvéért, azonban ez a két hőmérséklethiba négyzetösszegének tekinthető.

4.3. táblázat. Az elemgyakoriságok becsült hibája. Forrás: Mészáros et al. (2015)

Halmaz	Fe	C	N	O	Mg	Al	Si	Ca	Ti
Az atmoszferikus paraméterekből származó szisztematikus hibák									
$\Delta T_{\rm eff}$ =150K	0,08	0,12	0,16	0,18	0,04	0,07	0,05	0,06	0,15
$\Delta T_{\rm eff}$ =100K	0,05	0,08	0,11	0,12	0,03	0,05	0,03	0,04	0,10
Az *autosynth* véletlenszerű hibái									
M15	0,11	0,21	0,30	0,06	0,08	0,16	0,13	0,19	0,26
M92	0,10	0,18	0,30	0,05	0,07	0,12	0,12	0,22	0,17
M53	0,06	0,16	0,12	0,05	0,06	0,14	0,11	0,11	0,18
N5466	0,06	0,18	0,15	0,03	0,07	0,03	0,07	0,14	0,17
M13	0,05	0,12	0,06	0,05	0,05	0.12	0,07	0,06	0,12
M2	0,04	0,11	0,06	0,04	0,07	0,10	0,09	0,05	0,09
M3	0,04	0,12	0,08	0,05	0,03	0,10	0,08	0,05	0,12
M5	0,04	0,08	0,05	0,05	0,04	0,06	0,07	0,04	0,09
M107	0,04	0,04	0,03	0,05	0,04	0,08	0,07	0,04	0,10
M71	0,02	0,03	0,04	0,04	0,04	0,05	0,07	0,06	0,07
A végső kombinált átlagos hibák									
M15	0,12	0,22	0,32	0,13	0,09	0,17	0,13	0,19	0,28
M92	0,11	0,20	0,32	0,13	0,09	0,13	0,12	0,22	0,20
M53	0,08	0,18	0,16	0,13	0,07	0,15	0,11	0,12	0,21
N5466	0,08	0,20	0,19	0,12	0,08	0,06	0,08	0,15	0,20
M13	0,07	0,14	0,13	0,13	0,06	0,13	0,08	0,07	0,16
M2	0,06	0,14	0,13	0,13	0,08	0,11	0,09	0,06	0,13
M3	0,06	0,14	0,14	0,13	0,04	0,11	0,09	0,06	0,16
M5	0,06	0,11	0,12	0,13	0,05	0,08	0,08	0,06	0,13
M107	0,06	0,09	0,11	0,13	0,05	0,09	0,08	0,06	0,14
M71	0,05	0,09	0,12	0,13	0,05	0,07	0,08	0,07	0,12

Note. — Felső panel: a $T_{\rm eff}$, log g és $v_{\rm mikro}$ változása során fellépő szisztematikus hibák. Középső panel: az *autosynth* véletlenszerű hibái. Alsó panel: a végső hibák a $\Delta T_{\rm eff}$= 100K, Δ log g = 0,3 eltolásból származó szisztematikus és a véletlen, belső hibák négyzetösszege. $\Delta\, v_{\rm micro}$ = 0,1 km/s.

Ebből a fotometrikus hőmérséklet hibáját az M107 csillagai $J - K_s$ színindexének, vörösödésének és fémtartalmának változtatásával becsültem meg. Az M107-et azért választottam, mert ennek volt a legnagyobb vörösödése a mintában. A mintában szereplő csillagok 2MASS-fotometriájának hibája általában 0,03 magnitúdónál kisebb volt, így a színindex hibájára 0,05 magnitúdó adódott. Ha a $J - K_s$-et 0,05-el megváltoztattam, akkor az 80 K különbséget okozott a $T_{\rm eff}$-ben. A vörösödés hibájára 0,03 magnitúdót feltételezve 40 K eltérést kaptam az eredeti vörösödéshez viszonyítva. A fémtartalomnak volt a legkisebb hatása a hőmérséklet hibájára, 0,1 dex különbség alig 1 K-el változtatta meg a $T_{\rm eff}$ értékét. Ezt a három hibát négyzetesen összeadva a fotometriai hőmérséklet becsült hibájára nagyjából 100 K adódott.

Mivel az összes itt vizsgált csillag az RGB-n helyezkedik el, ezért 100 K eltérés a log g-ben nagyjából 0,3 dex, a $v_{\rm mikro}$-ban 0,1 km s^{-1} hibát okoz. Mivel ezek a paraméterek az RGB-n a hőmérséklettel arányosak, a végső szisztematikus hibák már tartalmazzák az elemgyakoriságok ezen paraméterekre vonatkoztatott érzékenységét is. A szisztematikus hibákat a 4.3. táblázatban soroltam fel.

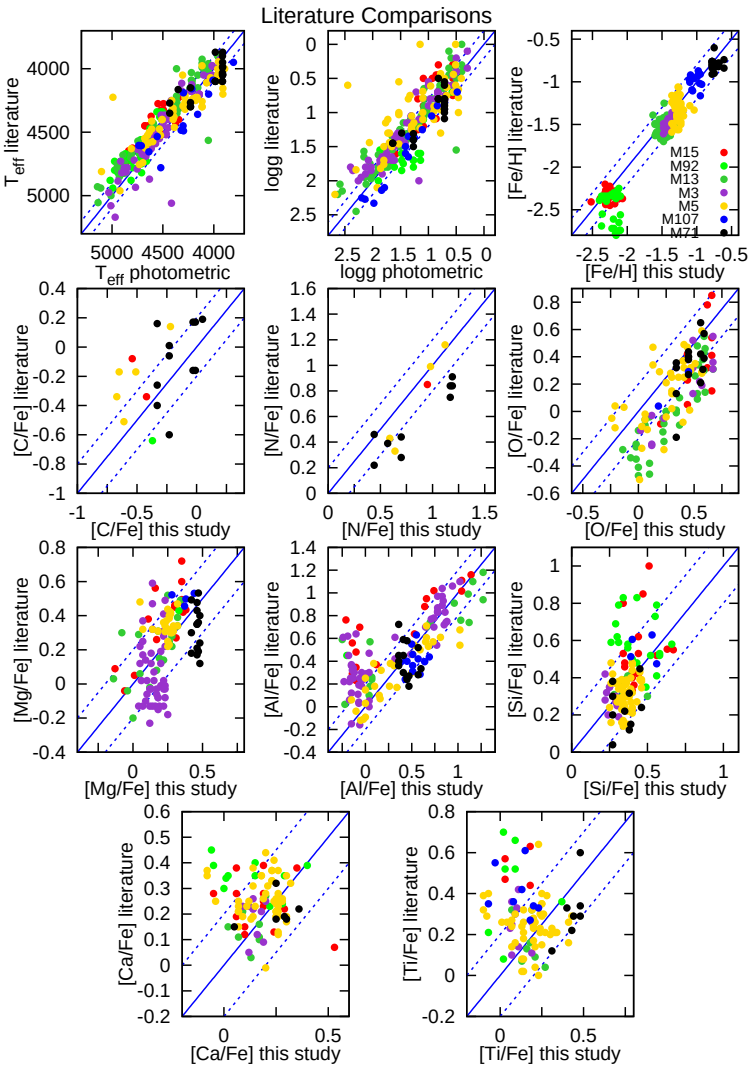
A véletlenszerű (más néven belső) hibák becslésére először kiszámoltam a megfigyelés és a legjobban illeszkedő színkép közötti különbség szórását minden abszorpciós vonalra külön-külön definiált ablakban. Ezután a megfigyelt spektrumot minden ablakban megszoroztam $1 + \sigma$ és $1 - \sigma$ értékekkel, majd minden más paramétert állandón tartva újraillesztettem az elemgyakoriságokat. A véletlen hibát az új és az eredeti illesztés során kapott elemgyakoriságok különbségének átlagaként definiáltam (4.3. táblázat). Ez a belső hiba legfőképpen a színképben megfigyelhető zajra érzékeny, és magas S/N esetén a két számítás nagyon hasonló elemgyakoriságot eredményez.

Bár ez a fajta hibaszámítás a legtöbb esetben megbízható, a hibák nagyságát túlbecsüli alacsony S/N

és felső korlátok esetén (amikor a vonal már nem érzékeny az elem koncentrációjára), míg alulbecsli magas jel/zaj arányú spektrumnál. Ezért úgy döntöttem, hogy minden halmazban az egyedi hibákat elemenként átlagolom, ezzel becslést adva a halmazon belüli tipikus hibára. Ezek az értékek láthatók a 4.3. táblázatban és az ebben a fejezetben szereplő ábrákon. A végső hibákat a $\Delta T_{\rm eff}$ = 100K, Δ log g = 0,3 eltolásból származó szisztematikus és a véletlenszerű hibák négyzetösszegével definiáltam.

4.2. Tíz északi gömbhalmaz első homogén felmérése

4.2.1. Összehasonlítás az irodalmi adatokkal



4.4. ábra. *A $T_{\rm eff}$, log g és 8 elemgyakoriság összehasonlítása az irodalmi adatokkal. A folytonos vonal az 1:1 esetet szemlélteti, a szaggatott vonalak pedig a $\pm$100 K esetet a $T_{\rm eff}$-re és $\pm$0,2 dex esetet a log g-ra, illetve az elemgyakoriságokra. Forrás: Mészáros et al. (2015). Irodalmi hivatkozások: Briley et al. (1997); Carretta et al. (2009b); Cavallo & Nagar (2000); Cohen & Meléndez (2005); Ivans et al. (2001); Johnson et al. (2005); Johnson & Pilachowski (2010); Kraft et al. (1992); Kraft & Ivans (2003); Koch & McWilliam (2010); Lai et al. (2011); Lee et al. (2004); Meléndez & Cohen (2009); Minniti et al. (1996); O'Connell et al. (2011); Otsuki et al. (2006); Ramírez & Cohen (2002, 2003); Roederer & Sneden (2011); Shetrone (1996); Smith et al. (2007); Sneden et al. (1991, 1992, 1997, 2000, 2004); Sobeck et al. (2011); Yong et al. (2006a,b, 2008)*

Az általam illesztett nyolc elemgyakoriságot, valamint a $T_{\rm eff}$-, log g-értékeket összehasonlítottam az [X/Fe] és atmoszferikus paraméterek irodalomból származó értékeivel. Ezt az összehasonlítást a 4.4. ábrán mutatom be. A célom nem a paraméterek kalibrációja volt, hanem az, hogy be tudjak azonosítani esetleges szisztematikus eltéréseket a H sávból és az optikai tartományból származó elemgyakoriságok között. Mivel ez volt az első eset, hogy ezeket a gömbhalmazokat egy homogén elemgyakoriság-skálára hozták, fontos volt beazonosítani olyan gömbhalmazokat, amelyeknél az irodalmi összetételhez képest nagy eltérés látható. A közös csillagok azonosításához a Simbad online adatbázisát használtam, a 2MASS azonosítót és a csillagok koordinátáit hasonlítottam össze. Mivel az irodalmi listák több szerzőtől származtak, és gyakran egymástól különböző azonosítókat használtak, a Mészáros et al. (2015) 5. táblázatában az adott csillaghoz tartozó összes azonosítót felsoroltam.

A 4.4. ábrán látható összehasonlításon minden halmazt különböző színnel jelöltem. A fotometrikus és optikai $T_{\rm eff}$ között 100 K szisztematikus eltérést találtam a hibahatárnak megfelelő szórással, ez hasonló ahhoz, amit a DR10 ASPCAP-hőmérsékletek is mutattak (Mészáros et al., 2013). Emellett 0,2 dex log g-eltérést is találtam az izokron és az irodalmi értékek között, ami nagyjából megfelel az RGB-n látható $T_{\rm eff}-$log g korrelációnak.

Az elemgyakoriságokban is felfedezhető néhány szisztematikus különbség, amelyek nagy részét meg lehet magyarázni az eltérő szoláris referenciatáblázatok használatával. A Mészáros et al. (2015)-ben az Asplund et al. (2005). táblázat volt a referenciapont, de szinte az összes irodalmi tanulmány az Anders & Grevesse (1989)-ben publikált $A(Fe)_{\odot} = 7,52$ értéket használta. Az Asplund et al. (2005)-ben ugyanez az érték $A(Fe)_{\odot} = 7,45$, ami nagyon közel van ahhoz a kb. 0,1 dex szisztematikus különbséghez, amelyet az általam számolt fémtartalom és az irodalmiak között találtam.

A legnagyobb különbséget az O elemgyakoriságában lehet látni. A kétezres években a Nap O-tartalmát jelentősen pontosították, ami arra az eredményre vezetett, hogy az irodalmi addig gyakran használt $A(O)_{\odot}$ = 8,93-t (Anders & Grevesse, 1989) 8,66-ra módosították (Asplund et al., 2005). Ez a közel 0,3 dex eltérés a szoláris referencia értékben megfelel annak a különbségnek, amely a 4.4. ábra [O/Fe] paneljén látható. Az [N/Fe]-ben látható jelentős különbségnek is hasonló oka lehet, azonban ezt nehezebb megállapítani, mert az optikai tartományban a CN-vonalakat rendkívül nehéz illeszteni, és ezért a H sávból nyert [N/Fe]-értékek sokkal megbízhatóbbak.

Az egyetlen elem, amelyre ez a magyarázat nem áll meg, az a szén. Az $A(C)_{\odot}$ = 8,56-ról (Anders & Grevesse, 1989) 8,39-ra módosult (Asplund et al., 2005), azonban az én [C/Fe]-értékeim alacsonyabbak az irodalmiaknál. A különbség okát nehéz feltárni, mert az irodalomból nagyon kevés [C/Fe] érthető el. Ennek magyarázata hasonló a nitrogénéhez, a [C/Fe]-elemgyakoriság az optikai tartományba eső atomos C vonalaiból csak nagy hibával határozható meg, a H sávban lévő CO-vonalakból viszont könnyen illeszthető.

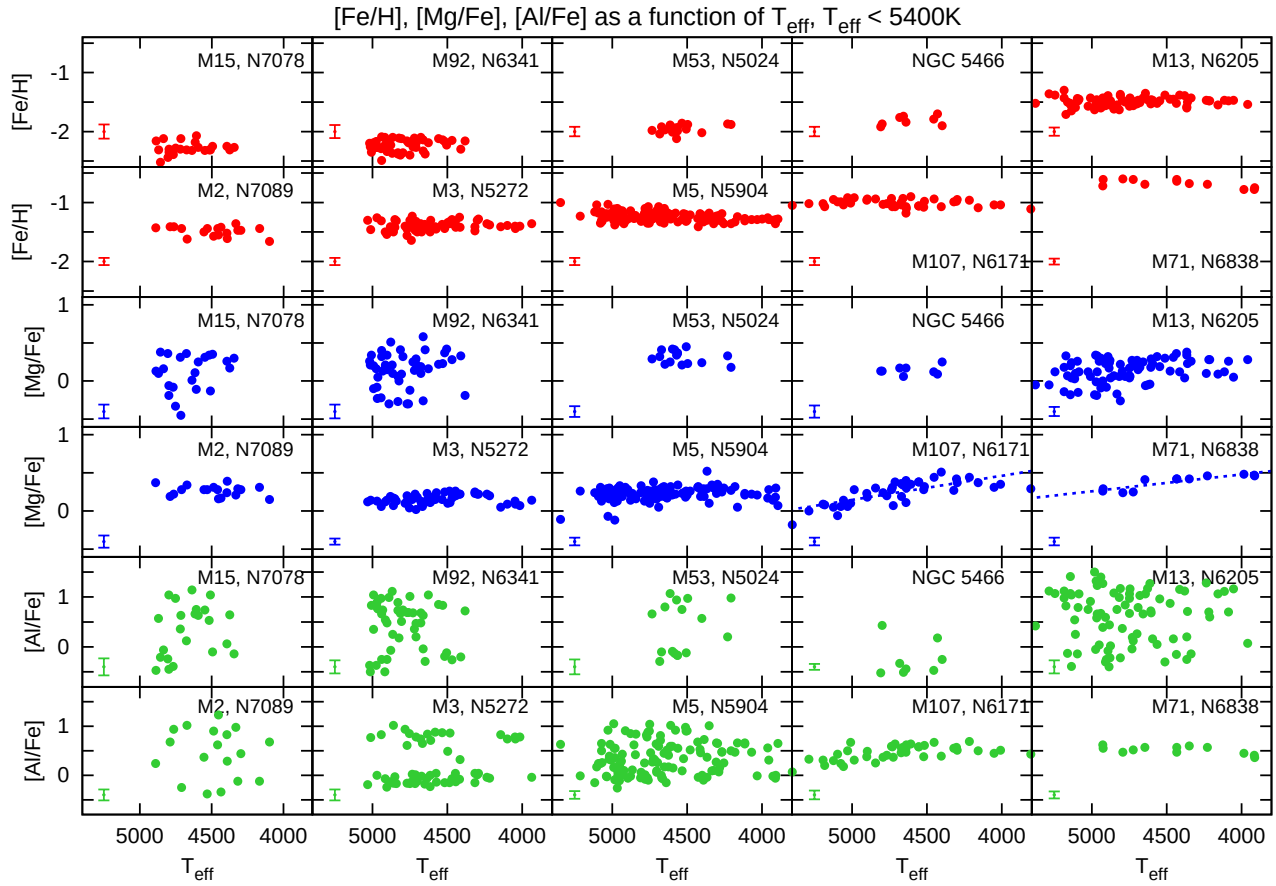
A többi elem esetében általánosságban elmondható, hogy az irodalmi értékekkel jó az egyezés, és nem találtam szignifikáns szisztematikus különbségeket. Ettől függetlenül egyes halmazokban nagy eltéréseket lehet látni bizonyos elemek esetén. Az egyik ilyen az Al az M3-ban, amelyben a Johnson et al. (2005) által meghatározott [Al/Fe]-értékek nagyobbak, mint minden más irodalmi érték, ami csak erősíti a homogén, azonos skálára hozott tanulmányok jelentőségét. A [Ca/Fe]- és [Ti/Fe]-értékekben jelentős szórás látszik a legalacsonyabb fémtartalmú halmazokban, ez a H sávban [Fe/H] $= -2$ dex alatt jelentősen gyengülő Ca- és Ti-vonalak nehézkes illesztésének eredménye.

Az Al-Mg antikorreláció alakja érdekes változást mutat az M3-ban, M15-ben és M5-ben attól függően, hogy melyik irodalmi tanulmányt vesszük figyelembe, ezzel nehezítve az egyes gömbhalmazok közvetlen összehasonlítását. Az M3-ban Cavallo & Nagar (2000) azt találta, hogy az [Mg/Fe] és [Al/Fe] két jól meghatározott érték körül csoportosulnak, míg Johnson et al. (2005) folyamatos eloszlást talált. Az én eredményeim Cavallo & Nagar (2000)-t erősítik meg, erről részletesen a 4.2.5. fejezetben írok. Az itt bemutatott saját méréseim szerint az M13-ban nagy tartományban, egyenletesen változnak az [Al/Fe] értékei, hasonlóan Sneden et al. (2004)-hez, azonban Cohen & Meléndez (2005) és Cavallo & Nagar (2000) sokkal kisebb [Al/Fe]-szórást mért az M13-ban. Az M5 is hasonlít az M13-hoz abban, hogy amíg Mészáros et al. (2015)-ben az [Al/Fe] $-0,3$ és 1,1 dex között változott, addig Carretta et al. (2009b) $-0,2$ és 0,7 dex között talált csillagokat. Ennek magyarázata abban rejlik, hogy egyrészt ezekben a halmazokban több csillagot észlelt az APOGEE az RGB nagyobb részét lefedve, másrészt pedig az optikai tartományban található Al-vonalak gyengébbek és nehezebben illeszthetőek, mint a H sávban lévő három erős Al-vonal.

4.2.2. Az elemgyakoriságok hőmérsékletfüggése

Amíg a könnyű elemek eloszlását sokan vizsgálták az irodalomban (lásd a 4.4. ábra leírását), a Mészáros et al. (2015)-höz hasonló homogén, nagy felmérés ritka, 2014-ig csak Carretta et al. (2009a,b,c) végzett hasonló tanulmányt a VLT-vel észlelhető déli gömbhalmazokra fókuszálva.

Ebben a fejezetben a könnyű elemek halmazokon belüli eloszlását és azoknak a $T_{\rm eff}$-től való függését vizsgálom. Mivel az összes mintában szereplő csillag az RGB-n, vagy az AGB-n helyezkedik el, a [C/Fe] és [N/Fe] kivételével a többi elem esetében azt várjuk, hogy az [X/Fe] a $T_{\rm eff}$ függvényében nem mutat semmilyen korrelációt. Az első lépésben meg kellett vizsgálnom, hogy az egyes paraméterek között megfigyelt eloszlás és korreláció asztrofizikai eredetű-e, vagy csak az atmoszferikus paraméterek és az

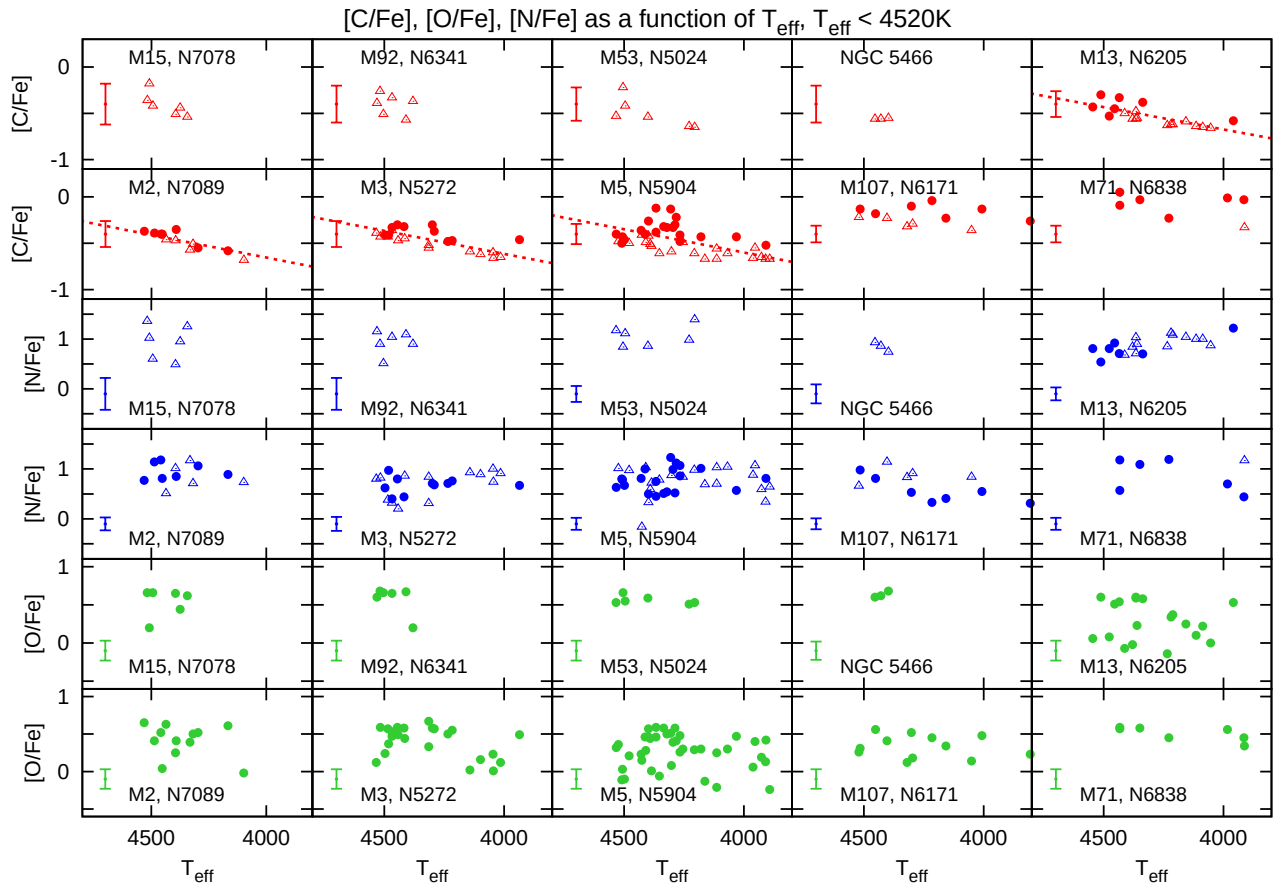


4.5. ábra. *[Fe/H], [Mg/Fe] és [Al/Fe] a $T_{\rm eff}$ függvényében a 10 észlelt gömbhalmazban. A 4.3. táblázatban felsorolt halmazon belüli hibahatárok a panelek bal alsó sarkában vannak feltüntetve. Az [Mg/Fe] esetében megfigyelt lineáris korrelációt az illesztett egyenes segítségével korrigáltam (lásd 4.2.2. fejezet). Forrás: Mészáros et al. (2015)*

alkalmazott mérési módszerek hibájából eredő szisztematikus eltérés.

Az [X/Fe] és $T_{\rm eff}$ közötti korrelációnak számos nem asztrofizikai oka lehet. Az egyik legfontosabb, hogy az illesztéshez használt ATLAS9-modellatmoszférák 1D-ben és LTE-közelítésben készültek, amelyekből a MOOG segítségével szintén LTE feltételezésével számoltam ki az elméleti spektrumokat. Az NLTE hiánya a Mg-vonalak esetében például abban nyilvánul meg, hogy a nagyobb fémtartalmú csillagokban az LTE-feltételezéssel magasabb Mg-elemgyakoriságot mértek, mint alacsony fémtartalom esetében (Bergemann & Nordlander, 2014). Hasonló effektus a $T_{\rm eff}$ függvényében is megjelenhet, az azonban az NLTE használatával eltűnik. Ezen kívül a $T_{\rm eff}$ és log g szisztematikus hibái is hozzájárulhatnak a korrelációk megjelenéséhez, hasonlóan a $v_{\rm mikro}$-hoz, amelyet a log g értékekhez kötöttem a DR10-ben is alkalmazott képlet segítségével, így ha a log g rosszul volt meghatározva, akkor az a $v_{\rm mikro}$-ra is tovább terjedt. Az Mg esetében az M107-ben és M71-ben találtam korrelációt a $T_{\rm eff}$ függvényében (4.5. ábra), amelynek eredete az előbb említett effektusokban keresendő, és nem asztrofizikai eredetű.

A szén esetében a legalacsonyabb mérhető elemgyakoriság erősen függ a csillag hőmérsékletétől és fémtartalmától. Gömbhalmazokban sok csillag légkörében alacsony a [C/Fe] értéke, ezért sok esetben csak felső korlátot lehet meghatározni. Az itt bemutatott [C/Fe] elemgyakoriságok a CO molekula összesen öt különböző hullámhossz-tartományban lévő abszorpciós vonalaiból származó értékek átlagai. A felső korlát megállapítása ezért nehezebb, mint atomi vonalak esetében, mert a CO különböző molekuláris sávjai más és más hőmérsékletnél gyengülnek el túlságosan ahhoz, hogy az elemgyakoriságra érzékenyek legyenek. Ezért egyenként minden CO-ablakot megvizsgáltam, és ha a CO-vonalak háromnál több ablakban voltak érzéketlenek a [C/Fe] értékére (a χ^2 nagy tartományon belül konstans a [C/Fe] függvényében), akkor a csillag [C/Fe] elemgyakoriságára felső korlátot állítottam be. Mi-

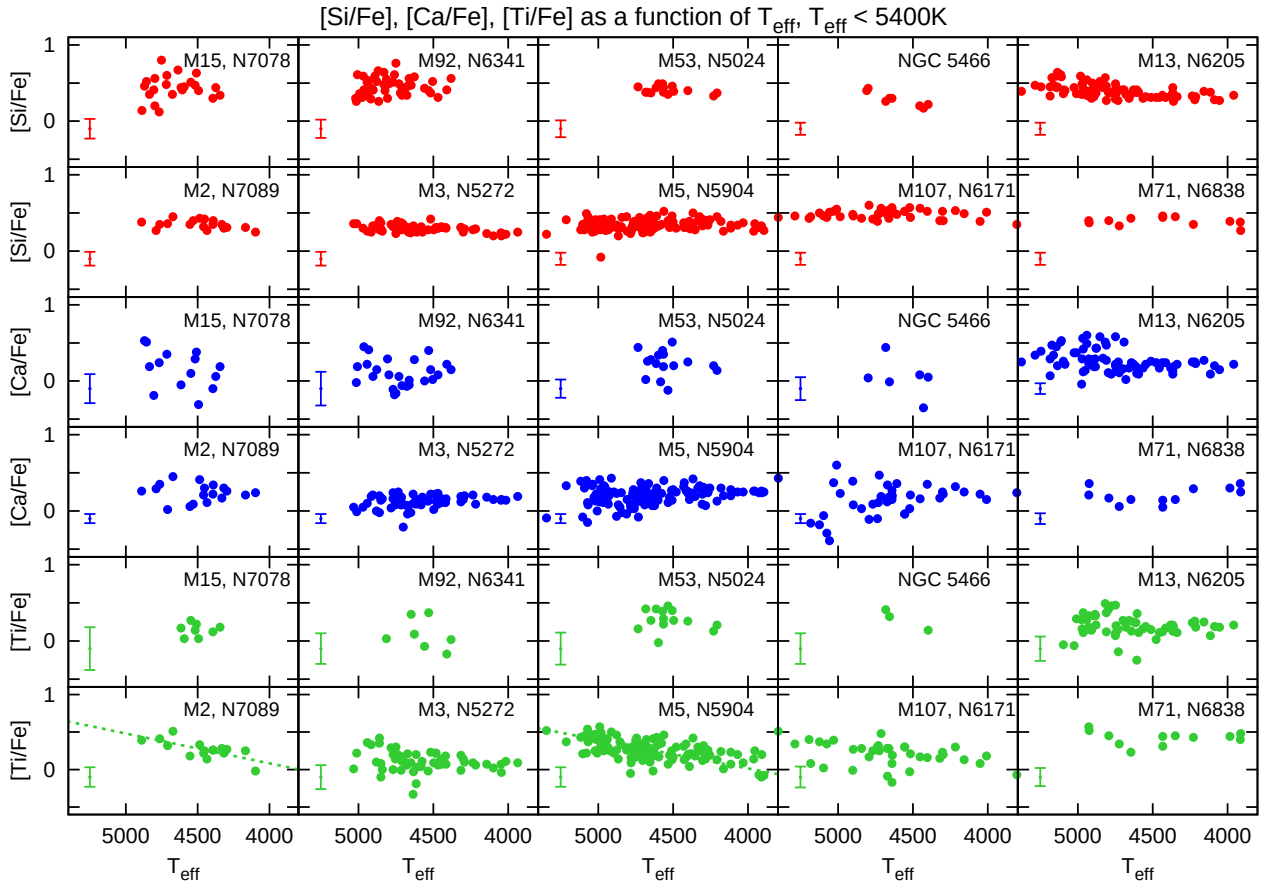


4.6. ábra. *[C/Fe], [N/Fe] és [O/Fe] a $T_{\rm eff}$ függvényében a 10 észlelt gömbhalmazban. A 4.3. táblázatban felsorolt halmazon belüli hibahatárok a panelek bal alsó sarkában vannak feltüntetve. A [C/Fe] felső, és az [N/Fe] alsó korlátokat üres háromszöggel, a valós elemgyakoriságokat telt körökkel ábrázoltam. Az M13, M2, M3 és M5-ben látható [C/Fe] és $T_{\rm eff}$ között látható lineáris korreláció a CNO-ciklus eredménye. A halmazon belüli szórás kiszámítása az illesztett egyenesek figyelembevételével történt. Forrás: Mészáros et al. (2015)*

vel az [N/Fe] a CN-vonalak illesztéséből lett meghatározva, minden [N/Fe]-értékre alsó korlátot kellett beállítani, ha a [C/Fe]-re felső korlát adódott. A [C/Fe] felső és az [N/Fe] alsó korlátokat üres háromszöggel jelöltem a 4.6. ábrán.

A felső korlátok figyelembe vétele nélkül is egyértelmű korrelációt találtam a [C/Fe] és $T_{\rm eff}$ között a következő négy halmazban: M13, M3, M2 és M5. Ez a korreláció legnagyobb valószínűséggel asztrofizikai eredetű, és az RGB-n bekövetkező felkeveredés eredménye. A folyamat során a magban a termonukleáris fúzió következtében megváltozott összetételű anyag felkeveredik a felszínre, módosítva annak kémiai összetételét, ami ahhoz vezet, hogy a csillaglégkörben a C elemgyakorisága csökken, a N elemgyakorisága pedig növekszik az RGB-n a $T_{\rm eff}$ függvényében (Gratton et al., 2004). Az M15-ben, M92-ben, M53-ban és NGC 5466-ban ezt a korrelációt nem sikerült kimutatnom, mert a CO-vonalak gyengesége miatt csak felső korlátokat tudtam meghatározni, azonban Angelou et al. (2012); Shetrone et al. (2010); Martell et al. (2008) megfigyelései alapján ezekben a halmazokban is megfigyelhető a felkeveredés folyamata. Az M13 az egyetlen halmaz, amelyben az [N/Fe] növekszik a csökkenő hőmérséklettel, azonban nem biztos, hogy ez a korreláció asztrofizikai folyamat eredménye, mivel a CN-vonalak illesztése nehezebb, mint az OH- és CO-vonalaké, és az [N/Fe] értéke függhet az illesztés során használt [C/Fe]-értéktől.

A Si esetében csak az M13-ban találtam gyenge, hibahatáron belül eső hőmérsékletfüggést (4.7. ábra), minden más halmazon belül konstans [Si/Fe]-értéket mértem. A Ca esetében sem találtam hőmérsékletfüggést, viszont a 4.7. ábra Ca-paneljein jól látható, hogy több gömbhalmazban a Ca szórása növekszik a magasabb hőmérsékletek felé. Ennek oka a három gyenge Ca-vonalban kere-



4.7. ábra. *[Si/Fe], [Ca/Fe] és [Ti/Fe] a $T_{\rm eff}$ függvényében a 10 észlelt gömbhalmazban. A 4.3. táblázatban felsorolt halmazon belüli hibahatárok a panelek bal alsó sarkában vannak feltüntetve. A halmazon belüli szórás kiszámítása az illesztett egyenesek figyelembevételével történt. Forrás: Mészáros et al. (2015)*

sendő, ugyanis azok erőssége jelentősen csökken a hőmérséklet növekedésével. A Ti esetében gyenge hőmérsékletfüggést találtam az M2-ben, M5-ben és M107-ben, ami valószínűleg a nagy $T_{\rm eff}$-ű és alacsony S/N-ű színképekben lévő gyenge vonalak illesztési nehézségeinek, vagy potenciális NLTE-korrekciók hiányának eredménye.

Függetlenül a korrelációk okától, úgy döntöttem, hogy a csillagpopulációk kémiai összetételének vizsgálatához ezeket a korrelációkat figyelembe veszem. Ezért az elemgyakoriságok szórásának kiszámítása előtt lineáris függvényt illesztettem a következő esetekben: [Mg/Fe] az M107-ben, [C/Fe] M13-ban, M2-ben, M3-ban és M5-ben, illetve [Ti/Fe] az M2-ben és M5-ben.

4.2.3. Az elemgyakoriságok halmazokon belüli szórása

Ebben a fejezetben a könnyű elemek halmazokon belüli szórását és azoknak a halmaz átlagos fémtartalmától való függését vizsgálom, ezeket a paramétereket a 4.4. táblázatban soroltam fel.

Ha a halmazon belüli szórás jelentősen nagyobb az elemgyakoriságok átlagos hibájánál, az asztrofizikai eredetre utal. A gömbhalmazokban több a Mészáros et al. (2015)-ben vizsgált elem is jelentős szórást mutat, ezek a következők: C, N, O, Na, Mg, Al. Ennek oka a többszörös populációk létezésében keresendő: a különböző időpontban keletkezett csillagok kémiai összetétele eltér egymástól. Az első generációt (FG vagy 1G) Na-, Al- és N-szegény, de O-, Mg- és C-ben gazdag csillagok alkotják, míg a második generációban (SG vagy 2G) Na-, Al- és N-gazdag csillagok találhatók. Ez az elsőként keletkezett csillagok magjában végbemenő CNO, Ne–Na és Mg–Al ciklusok által termelt elemek csillagkeletkezési felhőkben való megjelenését jelenti, majd pedig a nagy szórás a Na-O, N-C és Al-Mg antikorrelációkon keresztül a halmazon belül is megfigyelhető. Ezekben az antikorrelációkban az O, C

4.4. táblázat. A halmazok átlagos kémiai összetétele és azok szórása. Forrás: Mészáros et al. (2015)

Halmaz	[Fe/H]	[C/Fe]	[N/Fe]	[O/Fe]	A(C+N+O)	[Mg/Fe]	[Al/Fe]	[Si/Fe]	[Ca/Fe]	[Ti/Fe]
					Átlag					
M15	-2,28	-0,41	0,95	0,54	7,09	0,11	0,34	0,44	0,16	0,15
M92	-2,23	-0,41	0,93	0,58	7,19	0,14	0,42	0,45	0,10	0,09
M53	-1,95	-0,50	1,06	0,56	7,49	0,11	0,37	0,41	0,23	0,28
N5466	-1,82	-0,56	0,84	0,63	7,60	0,14	-0,24	0,29	0,04	0,29
M13	-1,50	-0,53	0,89	0,28	7,69	0,13	0,61	0,40	0,26	0,20
M2	-1,49	-0,48	0,90	0,41	7,76	0,26	0,45	0,35	0,24	0,27
M3	-1,40	-0,46	0,69	0,40	7,84	0,15	0,21	0,30	0,12	0,11
M5	-1,24	-0,46	0,76	0,27	7,85	0,23	0,36	0,34	0,20	0,26
M107	-1,01	-0,21	0,69	0,33	8,15	0,24	0,47	0,48	0,15	0,21
M71	-0,68	-0,10	0,91	0,51	8,65	0,38	0,51	0,39	0,21	0,42
					Szórás					
M15	0,10	0,13	0,35	0,19	0,14	0,24	0,52	0,16	0,25	0,08
M92	0,10	0,11	0,23	0,19	0,13	0,23	0,48	0,12	0,17	0,20
M53	0,07	0,16	0,21	0,06	0,09	0,08	0,51	0,05	0,17	0,13
N5466	0,08	0,01	0,10	0,04	0,08	0,06	0,35	0,09	0,25	0,14
M13	0,07	0,07[a]	0,17	0,17	0,15	0,15	0,53	0,09	0,14	0,14
M2	0,08	0,05[a]	0,15	0,21	0,23	0,07	0,51	0,06	0,12	0,08[a]
M3	0,08	0,08[a]	0,13	0,23	0,15	0,06	0,43	0,04	0,08	0,13
M5	0,08	0,13[a]	0,17	0,27	0,19	0,09	0,34	0,07	0,11	0,12[a]
M107	0,06	0,09	0,27	0,15	0,15	0,10[a]	0,15	0,05	0,21	0,16
M71	0,07	0,13	0,32	0,09	0,13	0,05[a]	0,08	0,05	0,10	0,09

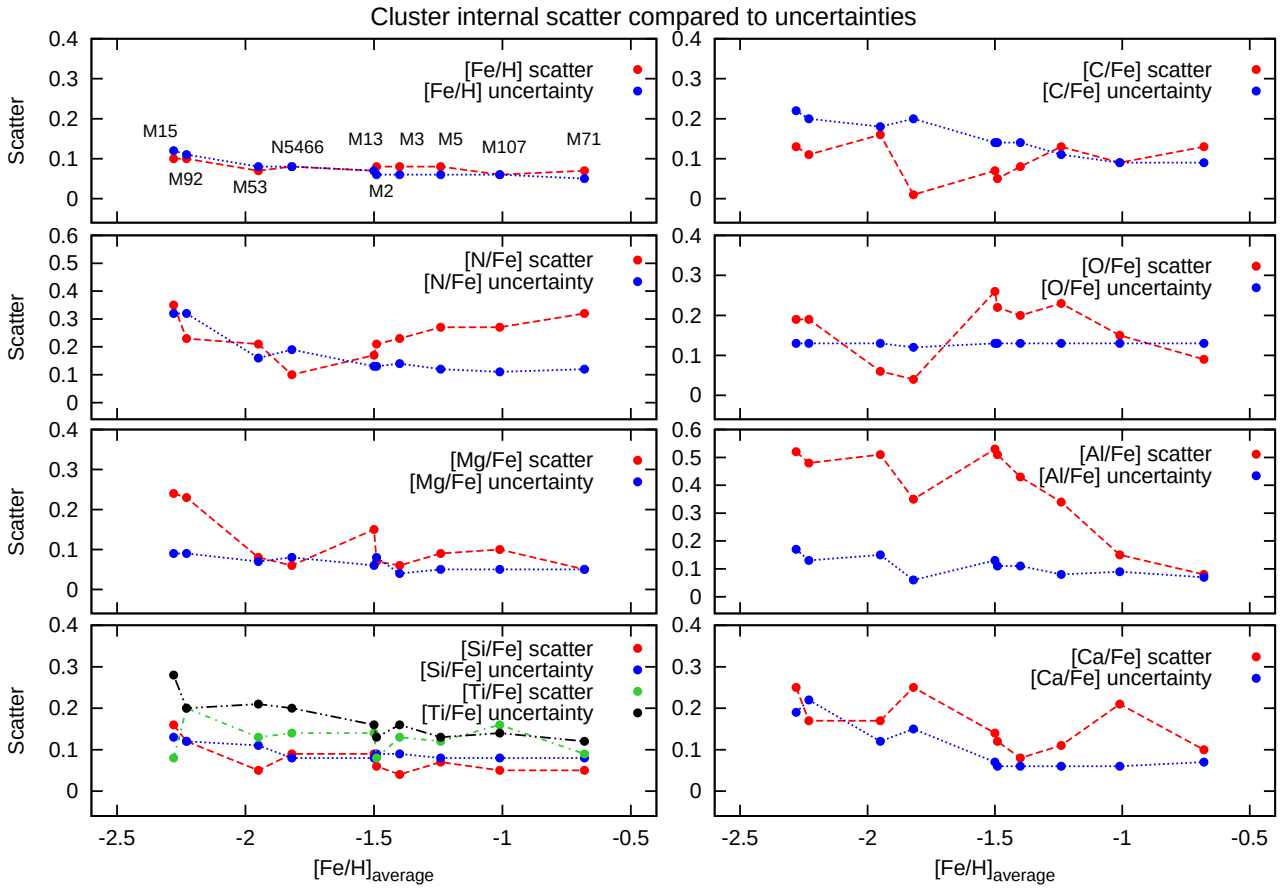
[a]Az illesztett lineáris függvény körüli szórás

és Mg általában kis szórást mutat, azonban a Na, N és Al a hibahatár többszörösénél is nagyobb szórású. A többszörös populációk kémiai összetételéről részletesen a 1.3. fejezetben írtam.

Az egyes elemek szórását és az [X/Fe] átlagos hibákat a fémtartalom függvényében a 4.8. ábrán mutatom be. A fémtartalom szórása szorosan követi az átlagos hibát, ami egyrészt azt jelenti, hogy a hibaszámítás jól működik, másrészt pedig azt, hogy ebben a tíz halmazban minden csillag fémtartalma hibahatáron belül ugyanaz. Ez jól egyezik az irodalmi eredményekkel is, a mintából egyedül az M2 esetében mutattak ki a vártnál nagyobb [Fe/H]-szórást. Yong et al. (2014); Lardo et al. (2016) három egymástól eltérő fémtartalmú csillagpopulációt fedezett fel az M2-ben, egy fő populációt [Fe/H] = $-1{,}7$ dex-nél és két kisebbet $-1{,}5$ és $-1{,}0$ dex-nél, bár az utóbbihoz a csillagok alig 1%-a tartozik. Az én eredményeim nem erősítik meg az ő megfigyeléseiket, azonban ennek legvalószínűbb oka az, hogy az APOGEE nem észlelt egyetlen csillagot sem a fémgazdag M2-es populációkból.

Az α-elemek közül az [Si/Fe] és a [Ti/Fe] nem mutat a hibahatárnál szignifikánsan nagyobb szórást, azonban a [Ca/Fe] és az [O/Fe] igen. A Ca esetében nem várunk jelentős szórást, mert az elsősorban II-es típusú szupernóva-robbanásokban jön csak létre. A mért nagy Ca-szórás azonban nem jelent új felfedezést, annak oka a Ca-vonalak illesztésének nehézségéből adódik. Ennek két oka van: egyrészt emelkedő hőmérséklettel az eleve keskeny Ca-vonalak még gyengébbé vállnak, másrészt pedig a földi légkörből származó OH-vonalak beszennyezik a Ca-vonalakat. Sajnos a DR10-ben a légköri korrekció még nem volt tökéletes, ezért sok színképből nem sikerült pontosan eltávolítani ezeket az OH vonalakat. Ez a legjobban az M107-ben látszik, amelynek radiális sebessége miatt jelentős az átfedés a légköri OH- és a csillag légkörében keletkező Ca-vonalak között.

Az O esetében az átlagos hiba közel konstans eloszlást mutat a fémtartalom függvényében. Ennek oka az, hogy az OH-vonalak erősen függenek a $T_{\rm eff}$-től, ezért a hibát ez a függés dominálja a véletlenszerű hibával szemben (4.3. táblázat). Sajnos a H sávban található két Na-vonal túl gyenge ahhoz, hogy gömbhalmazokban a [Na/Fe]-t meg tudjam határozni, ezért a Na-O antikorrelációt csak korlátoltan, az O szórásán keresztül tudtam tanulmányozni. Ennek ellenére sikerült kimutatnom az [O/Fe] jelentős szórását a következő gömbhalmazokban: M5, M3, M2, M13, M15 és M92, ami a többszörös populációk létezését erősíti meg. Az M71-ben és M107-ben a szórás közel esik az átlagos



4.8. ábra. *Az átlagos hibák (4.3. táblázat) és a halmazon belüli elemgyakoriság szórásának (4.4. táblázat) összehasonlítása a fémtartalom függvényében. A piros körök jelzik a halmazon belüli hibák átlagát, a kék körök pedig az elemgyakoriságok átlag körüli szórását. Forrás: Mészáros et al. (2015)*

hibához, ami arra utal, hogy ebben a két halmazban a Ne−Na-ciklus hatását kevésbé lehet megfigyelni. Az M53-ban és az NGC 5466-ban a szórás sokkal kisebb, mint az átlagos hiba, ami mérési nehézségek eredménye. Az NGC 5466 esetében csak három csillagban sikerült a C, N és O elemgyakoriságát megmérnem, ezért a számolt átlagok és szórások kevésbé megbízhatóak, mint más gömbhalmazok esetében.

A C és N vizsgálata különösen fontos volt a munkám során, mert az optikai tartományban ezeket az elemgyakoriságokat rendkívül nehéz megmérni. A C esetében sajnos a mérési pontosság szinte minden halmazban nagyobb volt, mint a [C/Fe] szórása, ezért a többszörös populációk miatt várt alacsony C-szórást nem tudtam kimutatni. Ez egyébként is bonyolult, mert a felkeveredési folyamatok miatt az RGB-n a [C/Fe] változik a $T_{\rm eff}$ függvényében, amit a korrelációra illesztett lineáris függvénnyel lehet korrigálni. A 4.8. ábrán a C esetében a korrekció utáni szórást ábrázoltam az M13, M3, M2 és M5 gömbhalmazokban. Az N-C antikorrelációban a N esetében várhatunk nagyobb szórást. Összesen hat gömbhalmazban figyeltem meg a hibahatárnál jelentősen nagyobb [N/Fe]-szórást: M71, M107, M5, M3, M13 és M2. Ez a nagy N-szórás az egyes populációk eltérő [N/Fe] elemgyakoriságának eredménye. Azonban [Fe/H] $< -1{,}7$ dex alatt a CN-vonalak illesztése már nem lehetséges, és csak alsó korlátokat tudtam meghatározni, így a rendkívül fémszegény halmazokban nem volt lehetséges a populációk C- és N-tartalmának vizsgálata.

a Mg−Al-ciklus hatását az M71 és M107 kivételével az összes gömbhalmazban megfigyeltem. A [Mg/Fe] szórása a legtöbb halmazban a hibahatárhoz közel esik, azonban az M15-ben és M92-ben annál jelentősen nagyobb. Az [Al/Fe]-szórás a korábban vártnál jóval nagyobb mértékben haladja meg az átlagos hibát. Az Al-Mg antikorrelációról a 4.2.5. fejezetben írok részletesebben. Az M71-ben és M107-ben nagy Al-szórás nem figyelhető meg, azonban ez nem zárja ki a Mg−Al-ciklus meglétét a

4.5. táblázat. A populációk átlagos kémiai összetétele. Forrás: Mészáros et al. (2015)

Halmaz	Pop.[a]	N[b]	R[c]	[Fe/H]	[C/Fe]	[N/Fe]	[O/Fe]	[Mg/Fe]	[Al/Fe]	[Si/Fe]	[Ca/Fe]	[Ti/Fe]
M15	1	10	0,43	-2,31	-0,49	0,78	0,64	0,20	-0,19	0,31	0,08	0,11
	2	13	0,57	-2,26	-0,33	1,11	0,43	0,04	0,75	0,53	0,24	0,17
M92	1	14	0,30	-2,23	-0,42	0,89	0,67	0,33	-0,23	0,41	0,08	0,09
	2	33	0,70	-2,23	-0,38	1,03	0,40	0,05	0,70	0,47	0,11	0,09
M53	1	8	0,50	-1,96	-0,43	0,91	0,59	0,38	-0,11	0,42	0,23	0,24
	2	8	0,50	-1,95	-0,54	1,13	0,55	0,25	0,84	0,41	0,23	0,31
N5466	1	6	···	-1,83	-0,56	0,84	0,64	0,15	-0,42	0,28	0,14	0,29
	2	2	···	-1,79	-0,56	0,86	0,62	0,11	0,31	0,30	-0,16	···
M13	1	32	0,40	-1,50	-0,44	0,83	0,56	0,21	0,04	0,38	0,24	0,18
	2	49	0,60	-1,49	-0,58	0,92	0,12	0,09	0,99	0,40	0,28	0,21
M2	1	7	0,39	-1,46	-0,45	0,75	0,56	0,30	-0,10	0,35	0,19	0,26
	2	11	0,61	-1,50	-0,49	1,01	0,30	0,24	0,79	0,35	0,27	0,27
M3	1	39	0,66	-1,40	-0,42	0,59	0,53	0,18	-0,08	0,30	0,13	0,11
	2	20	0,34	-1,38	-0,54	0,86	0,16	0,10	0,79	0,29	0,10	0,12
M5	1	60	0,49	-1,24	-0,41	0,62	0,41	0,24	0,06	0,34	0,20	0,24
	2	62	0,51	-1,24	-0,50	0,87	0,16	0,21	0,64	0,35	0,20	0,28
M107[d]	1	6	···	-1,04	-0,16	0,47	0,38	0,36	0,51	0,50	0,21	0,12
	2	6	···	-1,00	-0,25	0,92	0,29	0,37	0,53	0,45	0,22	0,16
M71[d]	1	3	···	-0,72	0,00	0,57	0,53	0,46	0,44	0,41	0,24	0,38
	2	4	···	-0,69	-0,17	1,16	0,49	0,44	0,53	0,38	0,21	0,45

[a]A FG-csillagokat pirossal, az SG-csillagokat kékkel jelöltem a 4.9. − 4.13. ábrákon

[b]N: az egyes populációkban lévő csillagok száma

[c]R: az N és az összes csillagok számának aránya

[d]Ezekben a halmazokban az N-t használtam az egyes csillaggenerációk azonosításához az Al helyett

halmazban legelőször kialakuló csillagokban, mert a nagy fémtartalom esetében az [Al/Fe]-t lehetetlen abszolút értékben olyan pontosan meghatározni, hogy ezt az effektus kimérjük (részletesen lásd 6.2.2. fejezet).

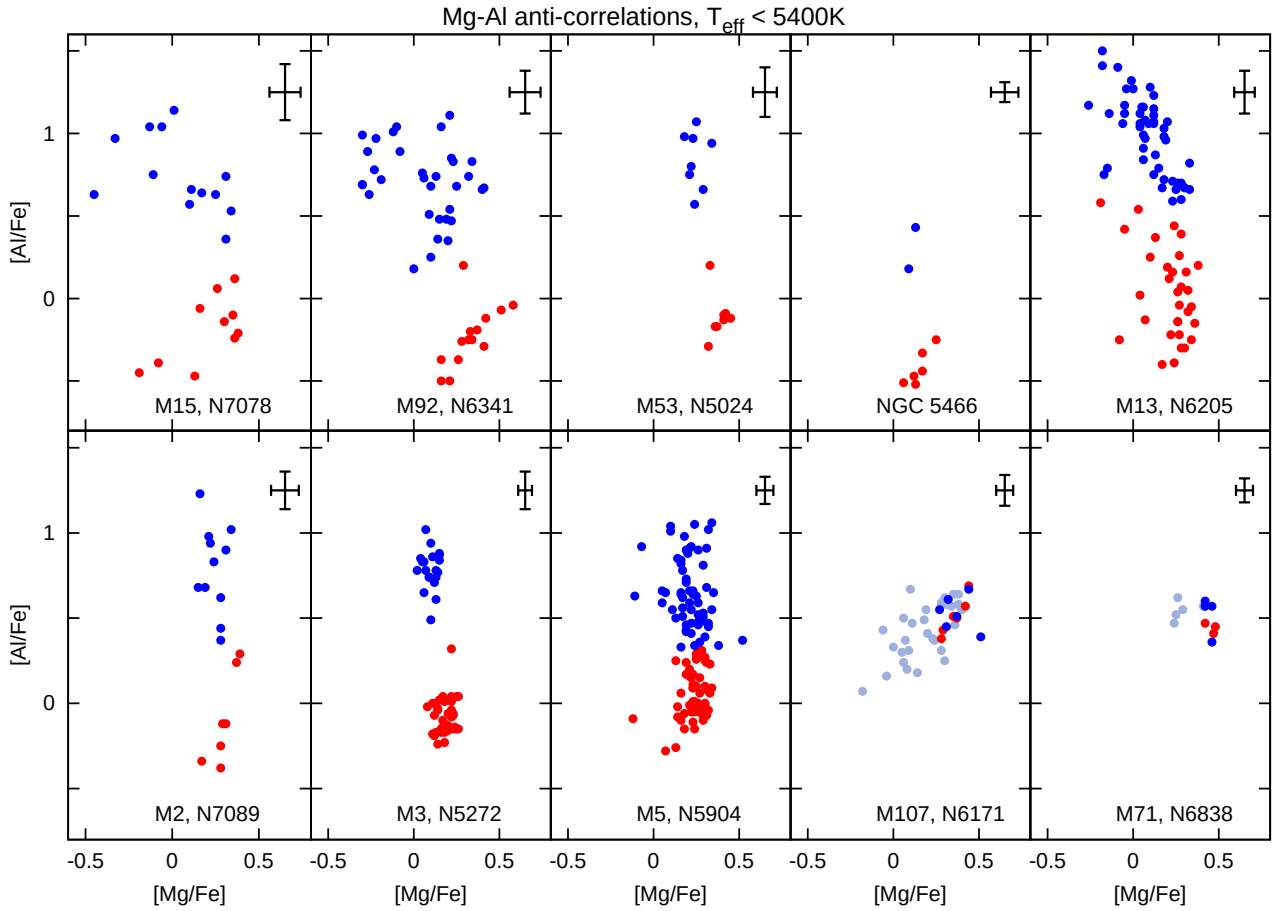
Az Al és N szórásán keresztül az összes mintában szereplő gömbhalmazban sikerült megerősítenem a többszörös populációk jelenlétét, amelyeknek azonosítását a következő fejezetben részletezem.

4.2.4. Többszörös csillagpopulációk azonosítása

Mielőtt az Al-Mg és N-C antikorrelációk tulajdonságait részletesen bemutatom, először a gömbhalmazokban megfigyelt többszörös populációk azonosítására kidolgozott módszeremet ismertetem. Az ω Cen-ben Gratton et al. (2011) a K-közép algoritmussal azonosította a különböző generációkhoz tartozó csillagokat, és a Mészáros et al. (2015)-ben is ehhez hasonló módszert használtam, ami a Bovy et al. (2011) által kifejlesztett XD nevű extrém dekonvolúciós kódon alapult. Az XD-algoritmus K számú Gauss-függvényt illeszt az eloszlásra, amelyeknek az amplitúdója, központi koordinátája és kovariáns mátrixa szabadon illeszthető. A program előnye, hogy jól alkalmazható zajos és hiányos adatsorra is, ami a gömbhalmazok esetében hasznos tulajdonság, mert nem minden csillag légkörében lehetséges az összes elem gyakoriságát megmérni.

Az algoritmus legfontosabb paramétere a keresett populációk száma, amelyet minden esetben kettőre állítottam. A két populációhoz tartozó csillagok azonosításához először az [Mg/Fe], [Al/Fe], [Si/Fe], [Ca/Fe] és [Ti/Fe], majd pedig csak az [Mg/Fe] és az [Al/Fe] elemgyakoriságokat használtam. A két futási eredmény gyakorlatilag pontosan ugyanazokat a csillagokat azonosította első és második populációsként mindkét esetben, amiből arra következtettem, hogy a Si, Ca és Ti nem befolyásolja a populációtagságot. A Mészáros et al. (2015)-ben a [Mg/Fe] és [Al/Fe] segítségével állapítottam meg a populációtagságot, kivéve az M107-et és M71-et, amelyekben [N/Fe]-t használtam az [Al/Fe] helyett, mert az [Al/Fe] nem mutatott a hibahatárnál nagyobb szórást a halmazokon belül.

További tesztelés céljából a 4.3. táblázatban szereplő végső kombinált hibákkal súlyozva is meg-



4.9. ábra. *Az [Al/Fe] az [Mg/Fe] függvényében. Az Al-Mg antikorrelációk változatos alakot mutatnak. A populációk tagjait az XD algoritmussal határoztam meg, a piros körök jelzik a első, a kék körök a második generációs csillagokat. A színek jelentése ugyanaz a 4.9. – 4.13. ábrákon. Az M107-ben és az M71-ben az [N/Fe] használtam a populációtagság meghatározására, ezért pár csillagot nem lehetett katalogizálni, ezeket halvány kék körökkel jelöltem. Forrás: Mészáros et al. (2015)*

ismételtem az előbbi analízist, és a súlyozás nélküli eredményekkel megegyező populációtagságot kaptam. Az XD kód minden csillaghoz egy populációtagsághoz tartozó valószínűséget társított, ami 1−2 eset kivételével minden csillagnál 99%-nál nagyobb volt. Az egyes generációkba tartozó csillagok számát és átlagos elemgyakoriságukat a 4.5. táblázatban soroltam fel.

4.2.5. Az Al-Mg antikorreláció

A Mg−Al-ciklus működéséhez a csillag magjában legalább 60−70 millió K szükséges (Charbonnel & Prantzos, 2006). Mivel jelenleg egyetlen gömbhalmazban sincsenek akkora tömegű csillagok, amelyek magja körüli rétegek elérik ezt a hőmérsékletet, nagy [Al/Fe] elemgyakoriságok eléréséhez arra van szükség, hogy feltételezzük a halmazok keletkezése után nem sokkal kialakult nagy tömegű ($M > 3-4\ M_{\odot}$) csillagok létezését. Ezek a csillagok viszonylag rövid életük végén szétszórták az Mg−Al-fúzió során keletkezett nagy mennyiségű Al-t a csillagközi térbe, amelyből a ma megfigyelt csillagok egy része, a második generációs csillagok keletkeztek.

A 4.9. ábrán mutatom be az [Al/Fe] értékét az [Mg/Fe] függvényében mind a 10 gömbhalmazban. Az XD-algoritmussal beazonosított FG-csillagokat pirossal, az SG-csillagokat pedig kékkel jelöltem. A halmazon belüli átlagos hibát a panelek jobb felső sarkában tüntettem fel. Az M107 és M71 gömbhalmazokban nem mérhető az Al-Mg antikorreláció hatása, de az N felhasználásával néhány alacsony hőmérsékletű ($T_{\rm eff} < 4500$ K) csillag populációtagságát meg lehetett határozni, míg a többi csillagot a 4.9. ábrán halvány kék színnel jelöltem. A Mészáros et al. (2015)-ben bemutatott és a 4.9. ábrán szereplő 10 gömbhalmazban sikerült kimutatnom a többszörös populációkra jellemző kémiai inhomogenitást.

4.6. táblázat. Az Al-Mg-Si korrelációk statisztikája. Forrás: Mészáros et al. (2015)

Halmaz	Δ [a] [Mg/Fe]	eΔ [b] [Mg/Fe]	σ [c]	Δ[a] [Si/Fe]	eΔ [b] [Si/Fe]	σ[c]
M15	0,16	0,037	4,3	0,22	0,055	4,0
M92	0,28	0,029	9,7	0,06	0,038	1,6
M53	0,13	0,035	3,7	0,01	0,055	<1
M13	0,12	0,014	8,6	0,02	0,018	1,1
M2	0,06	0,038	1,6	0,00	0,043	<1
M3	0,08	0,011	7,3	0,01	0,024	<1
M5	0,03	0,008	3,8	0,01	0,014	<1

[a]A populációk [Mg/Fe]- és [Si/Fe]-átlagának különbsége

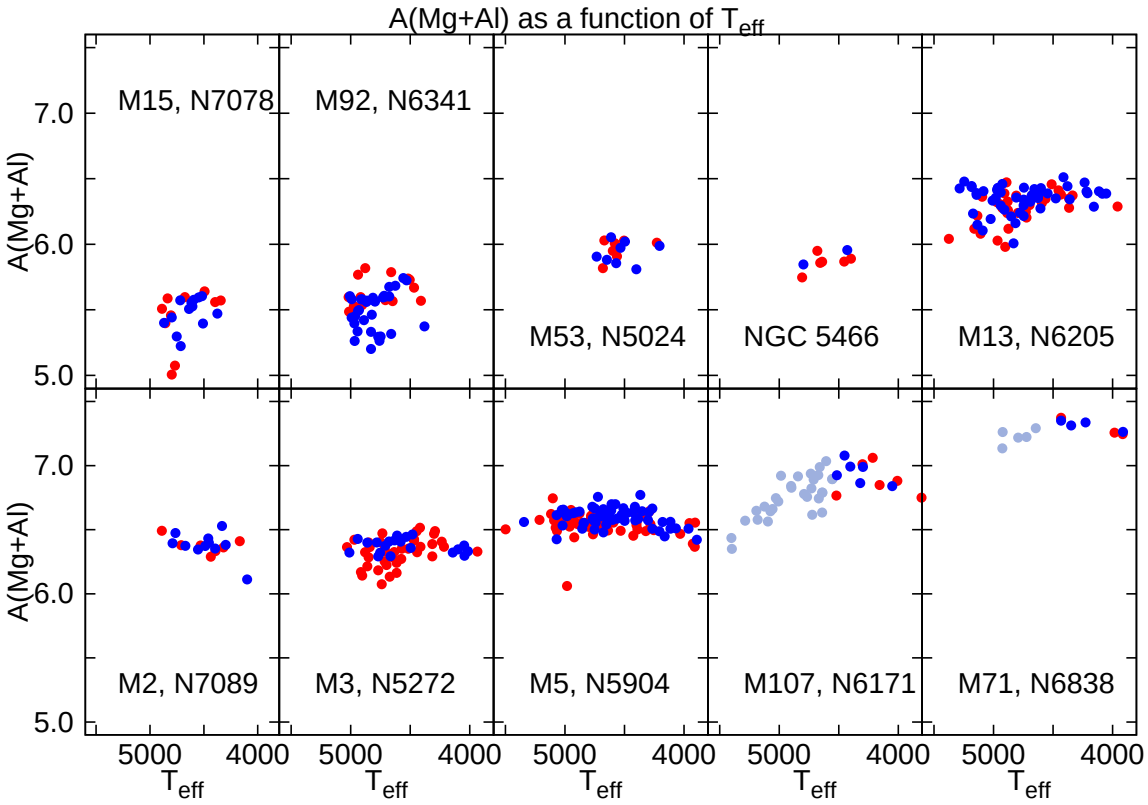
[b]A különbség becsült hibája

[c]A korreláció szignifikanciája σ egységekben

A legtöbb halmazban egyértelműen kimutatható az [Al/Fe] értékeinek nagy tartományon belüli változatossága, ami a Mg−Al-ciklus során keletkező nagy mennyiségű Al keletkezésének következménye. Az Al eloszlása sokkal változatosabb formát mutat, mint amit korábban az irodalomban mások megfigyeltek (Carretta et al., 2009b), ez alapján a gömbhalmazok két nagy csoportra oszthatók. Az első csoportba azok a halmazok tartoznak, amelyekben az Al-eloszlás két érték körül csoportosul (bimodális eloszlás), és a két érték között csak minimális csillag található, ezek a gömbhalmazok a következők: M92, M53, NGC 5466, M2 és M3. A második csoportban olyan gömbhalmazok találhatók, amikben az Al eloszlása folyamatos: M15, M13 és M5, bár az M15, M92 és M2 esetében az osztályozás nem egyértelmű, és ezek a halmazok mindkét csoportra jellemző tulajdonságokkal rendelkeznek. Ez az új eredmény arra enged következtetni, hogy az intersztelláris felhők szennyezésért felelős mechanizmus időbeli lefolyása és természete, valamint a csillagkeletkezés folyamata halmazról halmazra változott. Az FG- és SG-csillagok általában az [Al/Fe] = 0,3−0,4 dex körüli értéken vállnak el egymástól.

Az Al-Mg antikorreláció erősségének vizsgálatához a két populáció átlagos [Mg/Fe]-értékének különbségét hasonlítottam össze a két populációhoz tartozó átlagos hibák (4.3. táblázat) különbségével. Ezeket az eredményeket a 4.6. táblázatban soroltam fel. Amennyiben a két populáció átlagos [Mg/Fe] elemgyakoriságának különbsége a különbség átlagos hibájánál legalább 2-szer nagyobb volt ($> 2\sigma$, ami 95%-os eséllyel biztosítja, hogy az észlelt korreláció nem a véletlen eredménye), akkor az antikorrelációt statisztikailag szignifikánsként definiáltam. Az M2 kivételével az összes gömbhalmazban statisztikailag szignifikáns Al-Mg antikorrelációt találtam, ezzel bizonyítva az antikorreláció létezését. Bár az M2-ben az [Mg/Fe] nem változik szignifikánsan ($1{,}6\sigma$), az Al-szórás nagysága bizonyítja a Mg−Al-ciklus által termelt Al jelenlétét.

Korábban a legkiterjedtebb Al−Mg-felmérést Carretta et al. (2009b) végezte el. Összesen négy olyan gömbhalmazt észlelt az APOGEE, amely az ő mintájukban is szerepelt: M15, M5, M107 és M71. Az eredményeimhez hasonlóan az M107-ben és M71-ben ők sem találtak szignifikáns Al-Mg antikorrelációt, az M15-ben pedig csak felső korlátokat határoztak meg. Az M5-ben Carretta et al. (2009b) Al elemgyakoriságai $-0{,}2$ és 0,7 dex között változtak, míg az APOGEE észleléseinek felhasználásával $-0{,}3$ és 1,1 dex közötti értékeket mértem. A nagy különbség egyik oka, hogy Carretta et al. (2009b) mindössze 13 csillag [Al/Fe]-értékét tudta meghatározni, az APOGEE esetében a minta viszont 122 csillagot tartalmazott. Ebben rögtön meg is mutatkozik a H sáv előnye: a három erős Al-vonal felhasználásával nagyobb $T_{\rm eff}$- és [Fe/H]-tartományban és pontosabban lehetett elemgyakoriságokat illeszteni, mint az optikai tartományban lévő Al-vonalak használatával. Bár Carretta et al. (2009b) fedezte fel azt, hogy az Al-Mg antikorreláció alakja halmazról halmazra változik, az APOGEE méréseiből ezeket az antikorrelációkat több csillag észlelésével pontosabban fel lehetett térképezni. Ennek köszönhetően sikerült felfedeznem azt, hogy a korábbinál nagyobb tartományban változik az Al értéke a gömbhalmazokon belül, és ezért könnyebben elkülöníthetők a bimodális Al-eloszlású gömbhalmazok a folytonosaktól.



4.10. ábra. *Az Mg és Al összege, A(Mg+Al) a $T_{\rm eff}$ függvényében. Forrás: Mészáros et al. (2015)*

A Mg−Al-ciklus során az Mg és az Al abszolút elemgyakoriságainak összege, az A(Mg+Al) állandó a $T_{\rm eff}$ függvényében, mert a fúzió során általában az összes Mg-ből Al keletkezik, bár ha a fúziós ciklus nem zajlik le teljesen, akkor Si is létrejöhet. A 4.10. ábrán mutatom be az A(Mg+Al)-t a $T_{\rm eff}$ függvényében. A mintában szereplő gömbhalmazok közül csak az M107-ben látható szignifikáns korreláció, de ez az [Mg/Fe] és a $T_{\rm eff}$ közötti összefüggés eredménye (lásd 4.2.2. fejezet), és nem asztrofizikai eredetű. Ezen kívül viszonylag nagy szórást lehet látni az M15-ben és M92-ben.

Az [Al/Fe] általában korrelációban áll a protonbefogással keletkező elemekkel (N, Na) és antikorrelációban azokéval, amelyek a hidrogénfúzió során lassan elhasználódnak (O, Mg). Ezeket az összefüggéseket a 4.11. ábrán lehet látni. A várt Al-O antikorrelációt és Mg-O korrelációt egyértelműen észleltem az összes halmazban, kivéve az M53-at, M107-et és M71-et. Az utóbbi kettőben az Al nem változik a hibahatáron túl, ami megmagyarázza a korreláció hiányát, míg az M53 az egyik legfémszegényebb gömbhalmaz a mintában, viszonylag kevés olyan csillaggal, amelyek színképéből az [O/Fe] elemgyakoriságot meg tudtam határozni. Az NGC 5466-ban sajnos nem volt elég csillag a korreláció megbízható kimutatásához.

Érdekes, hogy két halmazban is látható, hogy az Al korrelál a Si értékével (két bal felső panel, 4.11. ábra). Akkoriban az irodalomban csak két másik gömbhalmazban mutatták ki az Al-Si korrelációt: az NGC 6752-ben (Yong et al., 2005) és az NGC 2808-ban (Carretta et al., 2009b). A szerzők az SG-csillagok megnövekedett Si tartalmát kétféleképp magyarázták: (1) alacsony fémtartalmú gömbhalmazokban az első AGB-csillagok magjában magasabb hőmérsékleten ment végbe a Mg−Al-fúzió, (2) a nagy tömegű gömbhalmazok könnyebben megtartják a keletkezett Si-t, mint a kisebb halmazok.

Az M15-ben ez a korreláció statisztikailag szignifikáns (4σ, 4.6. táblázat), de az M92-ben a korreláció kevésbé egyértelmű ($1{,}6\sigma$). Az M15-ben az Al-Si korreláció mellett gyenge Si-Mg antikorreláció is megfigyelhető, ami további bizonyíték azon megállapítás mellett, hogy az M15 esetében az AGB-csillagok magját körülvevő rétegben különösen magas hőmérsékleten folyt a Mg−Al-fúzió (Karakas & Lattanzio, 2003). Túl magas hőmérsékleten a Mg−Al-ciklus nem tudja az összes Mg-t Al-á alakítani, és az Mg egy része a fúziós folyamat megszakadásával sziliciummá alakul, feldúsítva az SG-

csillagok Si-tartalmát. Ezzel a megfigyeléssel az M15 lett a harmadik gömbhalmaz, amelyben az Al-Si korrelációt sikerült felfedezni (Mészáros et al., 2015).

A gömbhalmazok kutatásában mai napig az egyik legfontosabb kérdés, hogy mi az a mechanizmus, amely során az FG-csillagok beszennyezik azt az intersztelláris felhőt, amelyből az SG-csillagok keletkeznek. Jelenleg négy fontosabb elmélettel magyarázzák a kémiai inhomogenitásokat: nóvák robbanásával (Maccarone & Zurek, 2012), gyorsan forgó fősorozati csillagok tömegvesztésével (Decressin et al., 2007), sok nagy tömegű kettőscsillag jelenlétével (de Mink et al., 2009), és közepes, $4-8\ M_{\odot}$ tömegű AGB-csillagok csillagszelével (Ventura et al., 2001). Ez utóbbi azt tételezi fel, hogy ezekben a közepes tömegű AGB-csillagokban, a He-mag felett elhelyezkedő konvektív réteg alsó részén $60-70$ millió K hőmérsékleten zajlik a Mg$-$Al-fúzió (hot bottom burning, HBB).

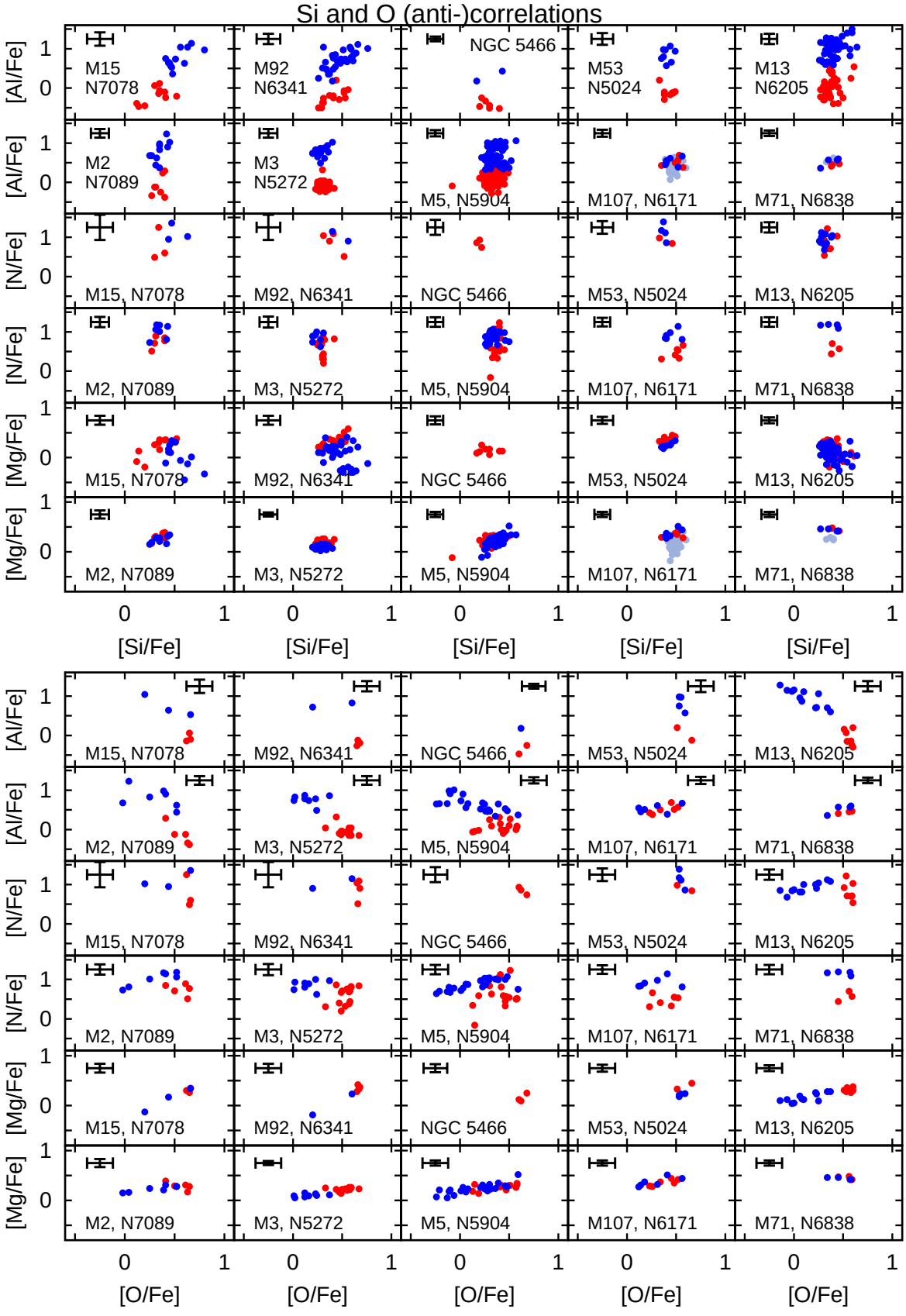
A 4.8. és 4.9. ábrákon jól megfigyelhető, hogy a halmazbeli Al-szórás jóval nagyobb [Fe/H] $< -1{,}1$ dex értékeknél. Ezt a jelenséget már Carretta et al. (2009b) is megfigyelte, azonban a Mészáros et al. (2015)-ben bemutatott pontosabb [Al/Fe] elemgyakoriságok lehetővé tették, hogy az Al-szórás és az [Fe/H] antikorrelációját egyértelműen megfigyelhessem a korábbiaknál is nagyobb [Fe/H]- és [Al/Fe]-tartományban. A fémtartalom csökkenésével növekvő Al-szórást az AGB-szennyezési elmélet is megjósolja (Ventura et al., 2001, 2013). Az AGB-elmélet szerint a HBB folyamata erősebb az alacsony fémtartalmú csillagokban, és a HBB hatékonyságának javulásával a megfigyelt Al-szórás is nagyobb lesz, amit a megfigyeléseim megerősíteni látszanak. Az M15 és az M92 jelentős Al-Mg antikorrelációt mutat, ezekben a halmazokban az AGB-szennyezés különösen jelentős lehetett. Az Al-O antikorreláció megléte tovább erősíti az AGB-szennyezési elméletet, mert a HBB folyamata során az O nagy része a fúziós folyamatban elbomlik. Az M71 és az M107 azonban nem mutat nagy Al-szórást, ami szintén egyezik az AGB-elmélet által jósoltakkal, ami szerint a magasabb fémtartalom felé a Mg$-$Al-ciklus jelentősen lelassul, vagy akár teljesen meg is szűnik (de lásd 6.2.2. fejezetet más magyarázatért).

Összességében tehát elmondható, hogy a Mészáros et al. (2015)-ben bemutatott Al-Mg antikorrelációval kapcsolatos megfigyeléseim bizonyítékot szolgáltatnak arra, hogy a fémszegény gömbhalmazokban közepes tömegű AGB-csillagok csillagszele szerepet játszott a többszörös populációk kémiai különbözőségének kialakulásához. Ezek a közepes tömegű AGB-csillagok ma már nem léteznek, mert a $4-8\ M_{\odot}$ tömegű csillagok már a gömbhalmazok létrejötte után nem sokkal planetáris ködté alakultak. Fontos megjegyezni, hogy az AGB-modell nem ad kielégítő választ a többszörös populációk összes kémiai tulajdonságára, például az Na-O antikorrelációra (Bastian & Lardo, 2018), csak az Al-Mg alakját és annak fémtartalomtól való függését lehet vele megmagyarázni. Ezért még ma sem megoldott kérdés, hogy melyik gömbhalmazban milyen szennyezési folyamat játszott szerepet, vagy éppen dominált az SG-csillagok kialakulása során.

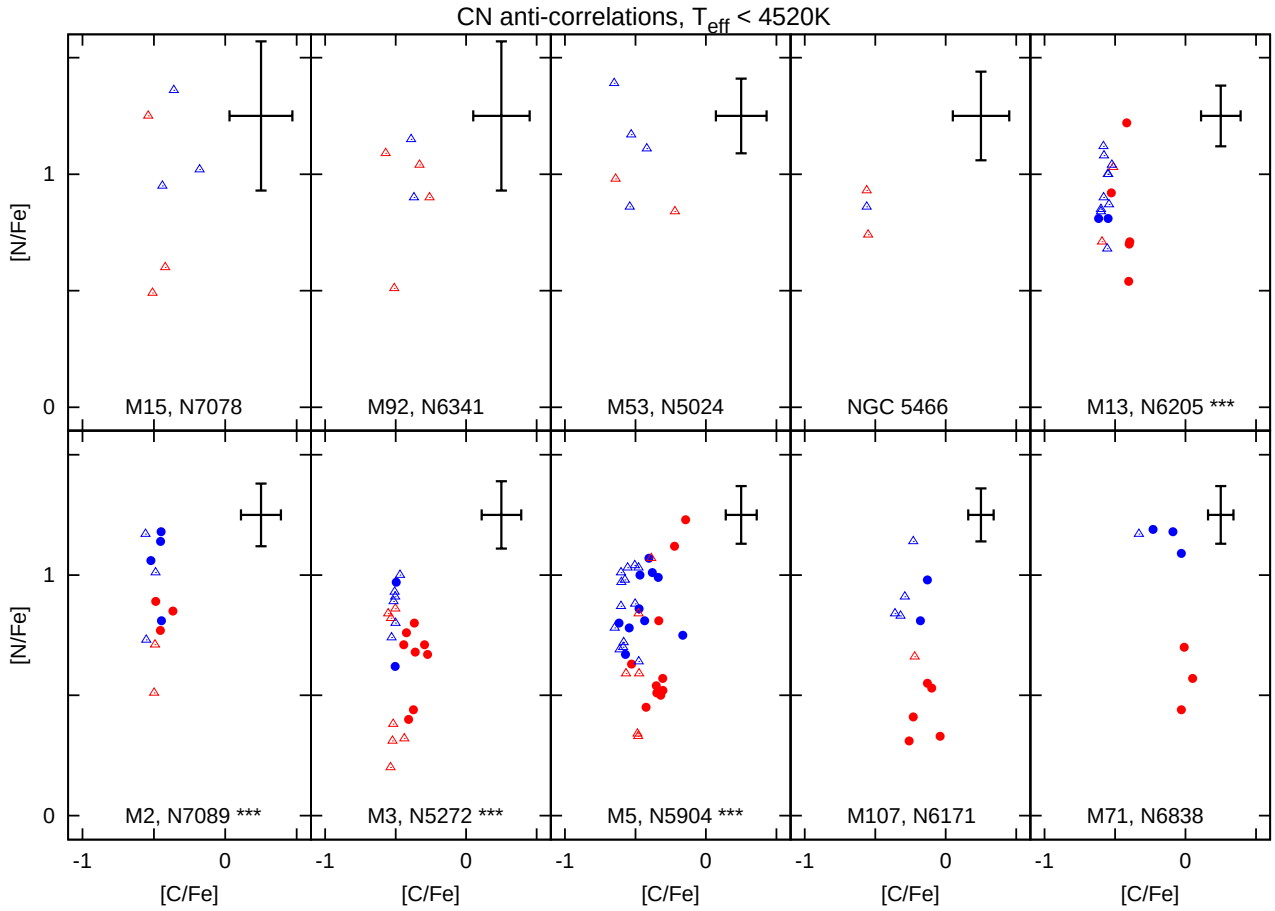
4.2.6. Az N-C antikorreláció

Az Mg-vel és az Al-lel ellentétben a CNO-ciklusban részt vevő C és N elemgyakoriságát kétféle fizikai folyamat befolyásolja: (1) a CNO-ciklus során a C mennyisége csökken, a N mennyisége növekszik, (2) az RGB-fázis során a mag körüli régióban lévő H-égető héjban levő anyag felkeveredik a felszínre (Sweigart & Mengel, 1979; Angelou et al., 2012). Az ebben a fejezetben feldolgozott Mészáros et al. (2015) cikk volt az első, amelyben nagy és homogén mintán vizsgálták ezt a két elemgyakoriságot. Ahogy azt a 4.2.3. fejezetben már említettem, a mintában szereplő összesen tíz halmaz mindegyikében jelentős N-szórást mértem, de [Fe/H] $< -1{,}7$ dex esetén a CN-vonalak illesztése már nem lehetséges megbízhatóan, ezért részletes tárgyalás csak az ennél fémgazdagabb gömbhalmazokra lehetséges.

A 4.12. ábrán lehet látni az N-C antikorrelációt mind a 10 gömbhalmazban. Az üres háromszögek a felső limiteket, a teli körök a valódi méréseket, a piros szimbolumok az FG-, a kék szimbólumok pedig az SG-csillagok jelölik az előző fejezetekben leírt azonosítási módszert használva. Azért, hogy a felkeveredés hatásától elkülönítve tudjam a többszörös populációk C- és N-tartalmát vizsgálni, az M13, M2, M3 és M5 esetében a [C/Fe] és $T_{\rm eff}$ közötti összefüggésre illesztett egyenessel korrigáltam. Az M107 és az M71 esetében a felkeveredés egyértelműen nem volt kimutatható, ezért ott az eredeti [C/Fe] és



4.11. ábra. *Az [Al/Fe], [N/Fe] és [Mg/Fe] a [Si/Fe] és [O/Fe] függvényében. A színek jelentése a 4.9. ábra leírásában található. Forrás: Mészáros et al. (2015)*



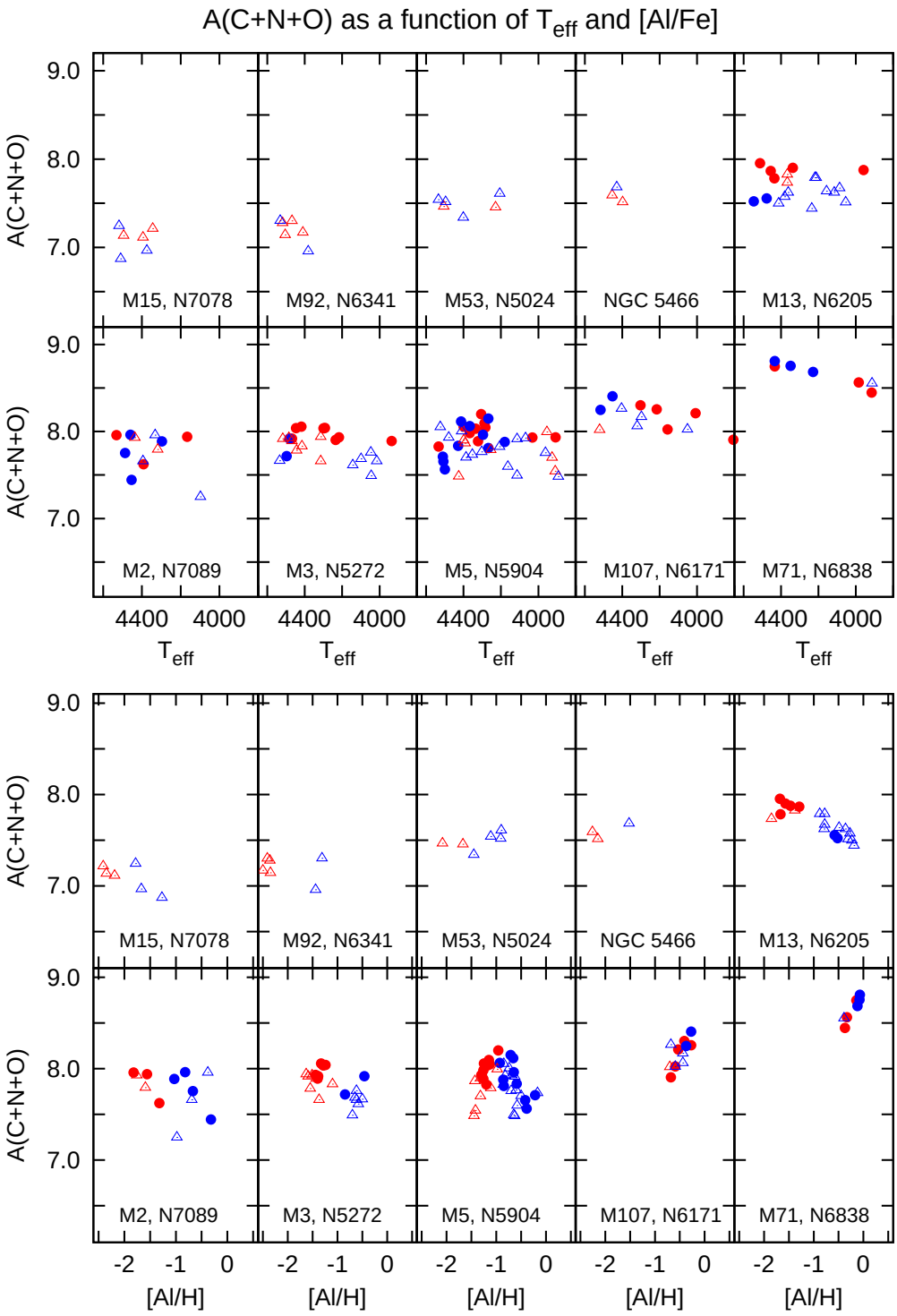
4.12. ábra. *Az [N/Fe] a [C/Fe] függvényében. A felkeveredés okozta [C/Fe]−$T_{\rm eff}$ korrelációra korrigáltam a három csillaggal jelölt gömbhalmazokban. A felső korlátokat üres háromszögek jelölik. Forrás: Mészáros et al. (2015)*

[N/Fe] elemgyakoriságokat használtam. A korrekció után egyértelmű antikorreláció nem látható, de a hibahatárnál jelentősen nagyobb [N/Fe]-szórás bizonyítja az SG-csillagok jelentős N-szennyezettségét. A többi elemhez viszonyítva csak nagyobb hibával lehetséges a [C/Fe] és [N/Fe] meghatározása, és ez a megnövekedett hiba nem teszi lehetővé a [C/Fe]-ben esetleg megjelenő finomabb változások felfedezését. A többszörös populációk [C/Fe]-értékének különbsége ezért általában kisebb 0,14 dex-nél, ami a [C/Fe] tipikus hibája.

Az Al szintén korrelál a N-nel, azonban a viszonylag pontatlan [N/Fe] elemgyakoriságok miatt az Al-re épülő populációtagság-meghatározás miatt nem vállnak el annyira egyértelműen az FG- és SG-csillagok a 4.12. ábrán. Érdekes azonban, hogy az Al-hez hasonlóan az [N/Fe]-értkek szerint is kétféle csoportba lehet a gömbhalmazokat sorolni: (1) amelyekben bimodális N-eloszlást figyelünk meg, és (2) amelyekben az N eloszlása folyamatos. A bimodális N-eloszlású halmazok közé tartozik az M107 és az M71, de az ennél fémszegényebb halmazok mind folytonos eloszlásúak, jelen esetben azonban ez nem utal fémtartalom-függésre, mert a későbbi vizsgálataim (Mészáros et al., 2020) során már fémszegényebb gömbhalmazokban is figyeltem meg bimodális N-eloszlást (lásd 6.2.5. fejezet).

Egy gömbhalmazon belül a C, N és O abszolút összegének, az A(C+N+O)-nak konstansnak kell lennie, mert a fúzió során a C-ből az O-n keresztül N keletkezik, de ezek az elemek csak katalizátorként viselkednek. Az irodalomban található mérések szerint ez minden gömbhalmazban 0,3−0,4 dexen belül igaz is (Smith et al., 1996; Ivans et al., 1999; Carretta et al., 2005). Az NGC 1851-ben találtak ennél nagyobb C+N+O szórást, 0,57 dex-et (Yong et al., 2009), de később Villanova et al. (2010) kétségbe vonta ezeket a méréseket, mert csak 0,3 dex-nél kisebb C+N+O szórást találtak a halmazban. Az ω Centben többen is megfigyeltek jelentős C+N+O szórást (Johnson & Pilachowski, 2010; Marino et al., 2014), de erről a halmazról a 7.2.4. fejezetben írok részletesen.

A 4.13. ábrán látható az A(C+N+O) a $T_{\rm eff}$ és az [Al/H] függvényében. Mind a 10 gömbhalmazban



4.13. ábra. *A C, N és O abszolút elemgyakoriságok összege a $T_{\rm eff}$ és az [Al/H] függvényében. A felső korlátokat üres háromszögek jelzik. Az M13, M2, M3 és M5 esetében az A(C+N+O) korrelál az [Al/H] értékével. Forrás: Mészáros et al. (2015)*

konstans értéket találtam, ami összhangban van azzal a feltételezéssel, hogy a szennyezésért felelős FG-csillagok belsejében végbemenő CNO-ciklus által megváltoztatott C és N jelen van az SG-csillagok légkörében. Ez egyben azt is jelenti, hogy az FG- és az SG-csillagok légkörében hibahatáron belül ugyanannyi az A(C+N+O). Az M13, M2, M3 és M5 esetében a szórás értéke magasabbnak adódott (0,4−0,6 dex), mint amit korábban az irodalomban mértek. Ennek egyrészt az az oka, hogy sokkal több csillag esetében sikerült a [C/Fe]- és [N/Fe]-értékeket meghatározni, mint korábban, másrészt pedig az [N/Fe]-t a többi elemnél nagyobb hibával sikerült meghatározni.

Az AGB-szennyezési elmélet szintén megmagyarázhatja a nagy A(C+N+O)-szórást (Yong et al., 2009). Az AGB-csillagok által termelt sok Al miatt A(C+N+O)−Al korrelációt kellene megfigyelni, azonban ezt nem lehetett egyértelműen megállapítani. Gyenge korrelációt lehet látni az M107-ben és az M71-ben, és antikorrelációt az M13-ban és az M3-ban, azonban ezek hibahatáron belül vannak. A korreláció hiánya nem feltétlenül jelenti azt, hogy az AGB-modell nem helyes, pontosabb CNO-elemgyakoriságok jobban segíthetnek a modell jóslatainak ellenőrzésében.

4.3. Összefoglalás

A Mészáros et al. (2015)-ben az északi gömbhalmazok egységes kémiai analízisének kivitelezésével az volt a célom, hogy a többszörös populációinak tulajdonságait az APOGEE által észlelt halmazokban elsőként homogén és konzisztens módon feltárjam. Összesen 10 gömbhalmazban vizsgáltam 9 elem gyakoriságát 428 csillag légkörében az APOGEE DR10 nem nyilvános színképeit felhasználva. Ehhez egy *autosynth* nevű kódot fejlesztettem ki, amelynek segítségével az ASPCAP-től független elemgyakoriságokat tudtam meghatározni. Az elemgyakoriságok felhasználásával a következő eredményekre jutottam (Mészáros et al., 2015):

1. Mind a 10 gömbhalmazban sikerült kimutatnom az O és az Mg halmazon belüli, hibahatárnál jelentősen nagyobb szórását, ami a Ne−Na- és Mg−Al-ciklusok során keletkezett elemek SG-csillagok légkörében történő feldúsulásával magyarázható.

2. A populációtagságot az M107-ben és az M71-ben az [N/Fe], a többi halmazban az [Al/Fe] felhasználásával egy dekonvolúciós algoritmus segítségével állapítottam meg. A csillagok az összes halmazban két populációra oszthatók: az FG-csillagokra alacsony Al- és N-elemgyakoriság, az SG-csillagokra pedig magas Al- és N-elemgyakoriság jellemző. A gömbhalmazok két csoportra oszthatók: (1) azok amelyekben az Al-eloszlás inkább két érték körül csoportosul (bimodális eloszlás), és a két érték között csak kevés csillag található (M92, M53, NGC 5466, M2 és M3), (2) az Al eloszlása inkább folyamatos (M15, M13 és M5).

3. Az Al-Mg antikorrelációt egyértelműen sikerült kimutatnom az M15-ben, M92-ben, M13-ban, M3-ban, M53-ban és az M5-ben, bár utóbbi kettőben az Mg változása nem annyira kiterjedt, mint a többi gömbhalmazban. Az M2-ben az [Mg/Fe] nem változik a hibahatáron túl, ezért az antikorreláció nem volt kimutatható, bár a magas Al-szórás igazolja a Mg−Al-ciklus múltját. A H sávban lévő három erős Al-vonal felhasználásával, és az irodalomban publikáltnál több csillag észlelésével tág $T_{\rm eff}$- és [Fe/H]-tartományban is pontosan lehetett az [Al/Fe] elemgyakoriságot illeszteni, ami hozzájárult az Al-Mg antikorreláció korábbiaknál részletesebb megfigyeléséhez.

4. Az [Al/Fe] szórása egyértelműen növekszik a gömbhalmazok fémtartalmának csökkenésével. Ez a megfigyelés megerősíteni látszik az AGB-szennyezési modell jóslatait (Ventura et al., 2001, 2013). Eszerint közepes tömegű (4−8 $M_{\odot}$) HBB/AGB-csillagok nagyobb szerepet játszottak az alacsony fémtartalmú gömbhalmazok SG-csillagainak szennyezésében, mint a nagyobb fémtartalmú társaik.

5. Az M15-ben egyértelműen látható az Al és az Si közötti korreláció. Ez a megfigyelés arra enged következtetni, hogy a nagyon alacsony fémtartalmú AGB-csillagokban a Mg−Al-ciklus olyan magas hőmérsékleten zajlott le, hogy Al helyett nagy mennyiségű Si keletkezett, amely az SG-csillagok légkörében megfigyelhető. Az M92-ben is megfigyeltem az M15-nél gyengébb Al-Si korrelációt.

6. Az H sávban található OH, CO, és CN molekulák vonalainak illesztésével először sikerült az N-C antikorrelációt homogén és konzisztens módon vizsgálni. A nagy N-szórást mind a 10 gömbhalmazban sikerült kimutatni, bár a legalacsonyabb fémtartalmúakban csak felső határok használatával. Az A(C+N+O) értéke minden halmazban hibahatáron belül konstans értéket mutatott. Az AGB-szennyezési elmélet által jósolt korrelációt az A(C+N+O) és [Al/H] között nem sikerült megfigyelni, bár a CNO- elemgyakoriságok jövőbeli pontosabb mérése segíthet az elmélet jóslatainak ellenőrzésében.

5. fejezet

A gömbhalmazok HRD-jének és kémiai összetételének kapcsolata

A többszörös populációknak nemcsak kémiai összetételük különböző, hanem a CMD-n is egymástól jól elkülöníthető sávokban helyezkednek el. A csillagok fotometriájának és elemgyakoriságának egyesítésével pontosabb képet kaphatunk a gömbhalmazok tulajdonságairól és fejlődéséről. Ebben a fejezetben a gömbhalmazok fotometriájával és kémiai összetételével kapcsolatos eredményeimet mutatom be.

A Mészáros et al. (2015) előkészítése közben kezdtem el foglalkozni a fotometriai és kémiai információ kombinálásával, először abból a célból, hogy megvizsgáljam, a bimodális és folytonos eloszlású gömbhalmazok a CMD-n is megkülönböztethetők-e egymástól. Nem sokkal a projekt kezdete után több második generációs AGB-csillagot (SG-AGB) sikerült találnom először az M13-ban, majd több másik gömbhalmazban is. Ezzel egy időben az IAC-ben dolgozó kollégám, Anibal García Hernández tőlem függetlenül is megtalálta ugyanazokat az SG−AGB-csillagokat, mint én. A projekt végén úgy döntöttünk, hogy eredményeinket egy közös cikkben publikáljuk (García-Hernández et al., 2015). Mivel az SG−AGB-csillagok felfedezése közös eredményünk, a García-Hernández et al. (2015)-ben bemutatott eredményeket csak röviden tárgyalom az 5.2. fejezetben, amely az SDSS−III APOGEE nem nyilvános adatainak felhasználásával készült.

Az SG−AGB-csillagok felfedezése után már csak az a kérdés maradt hátra, hogy alacsony fémtartalmú gömbhalmazokban is megtalálhatók-e ezek a csillagok. Erre az M92-ben talált SG−AGB-csillagok adtak választ (Mészáros et al., 2018), ezzel bebizonyítva, hogy az SG−AGB-csillagok létezése általános jelenség. A bimodális és folytonos eloszlású gömbhalmazok CMD-jének kémiai elemgyakoriságoktól való függésének vizsgálatát is a Mészáros et al. (2018)-ban publikáltam. Az 5.3. fejezetben mutatom be részletesen a Mészáros et al. (2018) 2.−6. fejezeteiben is olvasható eredményeimet, amelyek az SDSS−III APOGEE publikus adatait használták.

5.1. A fotometriai és kémiai információ kombinálása

A CMD vizsgálatához két forrást használtam: Peter Stetson akkor még nem nyilvános adatbázisának (Stetson et al., 2014) földi U, B, V, R, I magnitúdóit, és a HST Treasury Project (Piotto et al., 2015; Soto et al., 2017) egy korai adatpublikálásából származó m_{F275W}, m_{F336W}, m_{F435W} magnitúdókat. A földi mérések hibája az U szűrőben 0,002, a többi szűrőben pedig a 0,001 magnitúdónál kisebb volt (Stetson et al., 2014). A Mészáros et al. (2018) előkészítésének időpontjában a Mészáros et al. (2015)-ben bemutatott 10 gömbhalmaz közül 7-et lehetett elérni ezekben az adatbázisokban. Ezt a 7 gömbhalmazt az 5.1. táblázatban soroltam fel. A García-Hernández et al. (2015) írásának időpontjában Peter Stetson adatbázisában még nem volt elérhető az M92 fotometriája.

Az elemgyakoriságokat több irodalmi forrásból gyűjtöttem össze. Az [Mg/Fe], [Al/Fe], [C/Fe], [N/Fe] esetében az előző fejezetben bemutatott Mészáros et al. (2015)-ben publikált elemgyakoriságokat

5.1. táblázat. A mintában szereplő gömbhalmazok paraméterei. Forrás: Mészáros et al. (2018).

ID	Név	N[a]	[Fe/H][b]	Irodalom[c]	Alak[d]
NGC 7078	M15	23	-2,28	a, b, c, d	bimodális/folytonos
NGC 6241	M92	47	-2,23	n, o	bimodális/folytonos
NGC 5024	M53	15	-1,95	d	bimodális
NGC 6205	M13	81	-1,50	d, e, f, g, h	folytonos
NGC 7089	M2	18	-1,49	d	bimodális/folytonos
NGC 5272	M3	55	-1,40	d, i, j, k, l	bimodális
NGC 5904	M5	121	-1,24	a, d, j, k, l, m	folytonos

[a]A mintában szereplő csillagok száma

[b][Fe/H] hivatkozás: Mészáros et al. (2008)

[c]Irodalmi elemgyakoriságok: (a) Carretta et al. (2009a), (b) Sneden et al. (1997), (c) Sobeck et al. (2011), (d) Mészáros et al. (2015), (e) Johnson & Pilachowski (2012), (f) Cohen & Meléndez (2005), (g) Kraft et al. (1992), (h) Sneden et al. (2004), (i) Cavallo & Nagar (2000), (j) Sneden et al. (1992), (k) Ivans et al. (2001), (l) Lai et al. (2011), (m) Ramírez & Cohen (2003), (n) Sneden et al. (2000), (o) Roederer & Sneden (2011)

[d]Az Al-Mg antikorreláció alakja (Mészáros et al., 2015)

használtam. Ezek előnye a többi forráshoz képest az volt, hogy minden érték konzisztensen, egyetlen homogén skálán lett meghatározva. Mészáros et al. (2015) azonban nem tartalmaz [Na/Fe] adatokat, mert a Na elemgyakoriságát a H sávban alacsony fémtartalmú csillagok színképéből nem lehetséges megmérni. A Na-O antikorreláció részletes vizsgálata érdekében több irodalmi mérést is összegyűjtöttem, ezeket az 5.1. táblázatban soroltam fel.

Az 5.1. táblázatban szereplő gömbhalmazok közül összesen kettőben, az M13-ban és az M5-ben sikerült megfelelő számú Na- és O-elemgyakoriságot összegyűjteni ahhoz, hogy az RGB jelentős részét lefedve tudjam a kémiai összetétel CMD-re gyakorolt hatását vizsgálni. Ez a minta azonban heterogén, különböző spektrográfokkal felvett színképekből kinyert vonalakat tartalmazott, és az elemgyakoriságok illesztése is többféle módszerrel és több modell felhasználásával történt.

A legnagyobb Na−O-adatbázist Carretta et al. (2009b) hozta létre, és a mintájukban szerepelt az M5 is. A VLT-re szerelt FLAMES spektrográffal felvett színképekben az O 6300,3 és 6363,8 Å hullámhosszúságú tiltott vonalait, és a Na-doublett 5672−88 és 6154−60 Å-nél elhelyezkedő vonalait használták. Ivans et al. (2001) és Lai et al. (2011) ugyanazokat a Na-vonalakat illesztette, de az O esetében az O-triplett 7770 Å vonalait illesztették. Mindhárom forrás ugyanazokat az NLTE-korrekciókat használta a két elemgyakorisághoz, a korrekciók részleteiről a Gratton et al. (1999)-ban lehet olvasni. Az M13 Na-O antikorrelációját Johnson & Pilachowski (2012) és Sneden et al. (2004) vizsgálta részletesen. Johnson & Pilachowski (2012) egyik elemgyakoriságot sem korrigálta NLTE-effektusokra, míg Sneden et al. (2004) a Gratton et al. (1999) NLTE-korrekcióit használta.

A kémiai információkat tartalmazó táblázatokban a csillagok 2MASS-adatbázisból származó RA és DEC koordinátákat hasonlítottam össze a Stetson-féle adatbázisban találhatókkal. Mivel az APOGEE csak a fényes csillagokról volt képes nagy jel/zaj arányú spektrumokat készíteni, a keresést a $V < 16$ tartományra korlátoztam. A kémiai információval rendelkező csillagok fotometriai adatbázisban szereplő párjainak megkeresése során csak azokat a csillagokat tartottam meg, amelyeknél a két koordinátája közötti különbség 1 ívmásodpercnél kisebb volt. A fényes csillagok miatt a párosítás könnyen ment és egyértelmű eredményeket adott, az 1 ívmásodpercnél nagyobb koordináta-különbséggel rendelkező csillagok száma nagyon kicsi volt.

5.2. táblázat. Az M92 SG−AGB-csillagainak fotometriája és kémiai összetétele. Forrás: Mészáros et al. (2018)

2MASS ID	U	B	V	R	I	$T_{\rm eff}$	log g	[Fe/H]	[C/Fe]	[N/Fe]	[O/Fe]	[Mg/Fe]	[Al/Fe]
Első generációs AGB-csillagok													
2M17165738+4307236	14,283	13,624	12,479	11,841	11,189	4518	0,84	-2,17	-0,26	0,90	0,68	0,37	-0,19
2M17171342+4308305	14,236	13,574	12,419	11,779	11,124	4504	0,80	-2,23	-0,51	0,51	0,66	0,42	-0,12
2M17171043+4311076	14,260	13,544	12,357	11,699	11,039	4410	0,57	-2,30	-0,57	1,09	0,67	0,33	-0,20
2M17163772+4308411	14,685	14,532	13,723	13,233	12,716	4974	1,87	-2,17	⋯	⋯	⋯	0,16	-0,37
2M17171654+4310449	14,405	14,058	13,073	12,509	11,918	4648	1,14	-2,38	⋯	⋯	⋯	0,41	-0,29
Második generációs AGB-csillagok													
2M17170588+4310171	14,429	14,051	13,100	12,548	11,962	4729	1,31	-2,26	⋯	⋯	⋯	0,25	0,68
2M17170033+4311478	14,796	14,667	13,870	13,382	12,868	5007	1,95	-2,35	⋯	⋯	⋯	0,34	0,83
2M17170538+4309100	14,799	14,726	13,974	13,503	13,019	4830	1,53	-2,38	⋯	⋯	⋯	0,06	0,73
2M17163427+4307363	14,680	14,504	13,677	13,166	12,659	4864	1,61	-2,10	⋯	⋯	⋯	0,10	0,25
2M17172157+4307408	14,550	14,293	13,443	12,926	12,364	4868	1,61	-2,37	⋯	⋯	⋯	0,21	1,11

5.2. Második generációs AGB-csillagok felfedezése

Bár általánosságban köztudott volt, hogy a fősorozaton és az RGB-n is léteznek SG-csillagok, az AGB-n elhelyezkedő SG-csillagok hiányára viszonylag korán felhívták a figyelmet (Norris et al., 1981; Gratton et al., 2010). A kérdést Campbell et al. (2013) az NGC 6752 részletes vizsgálatával szerette volna eldönteni, de a rendkívül alapos elemzés során sem talált egyetlen Na-ban gazdag SG−AGB-csillagot sem ebben a gömbhalmazban, bár ettől függetlenül nem zárták ki annak lehetőségét, hogy más halmazokban gyakoriak az SG−AGB-csillagok.

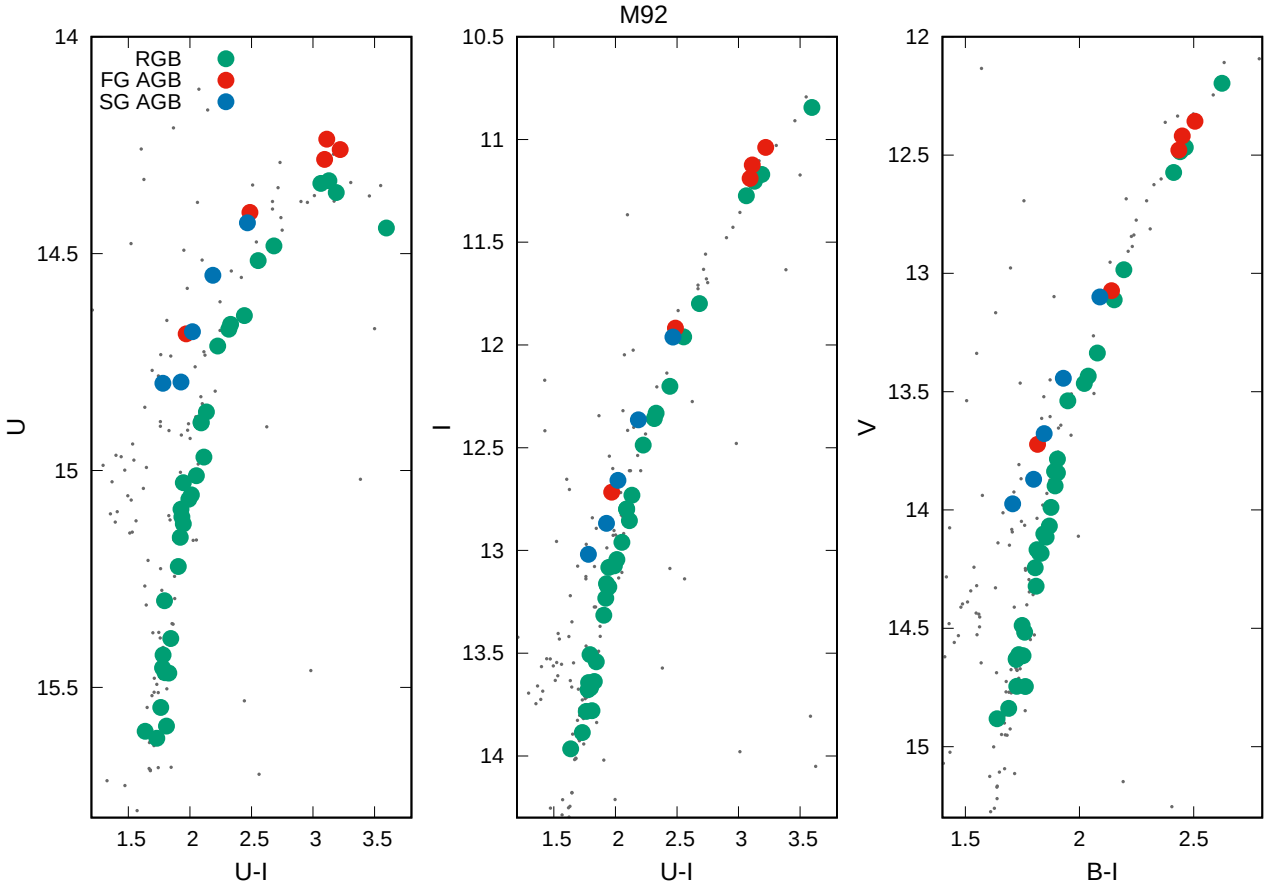
Ezt a megfigyelést rendkívül nehéz volt elméleti modellekkel megmagyarázni, mert a horizontális ágon beinduló extrém erősségű csillagszél nélkül a csillagfejlődési modellek azt jósolják, hogy az SG-csillagok is elfejlődnek az AGB-re. Cassisi et al. (2014) elméleti számításokkal bebizonyította, hogy olyan nagy intenzitású csillagszélre van szükség a magbéli He-égetés szakaszában, amit semmilyen megfigyelés vagy elméleti megfontolás sem indokol.

A H sávban észlelhető elemek közül az Al a legérzékenyebb a többszörös populációk jelenlétére, és kiválóan lehet használni a populációk azonosítására (Mészáros et al., 2015). A 4.2.5. fejezetben részletesen bemutattam hogyan sikerült az APOGEE-észlelésekből meghatározott [Al/Fe]-t felhasználni arra, hogy az XD-algoritmussal meg tudjam az FG- és SG-csillagokat egymástól különböztetni.

Az [Al/Fe] ezen tulajdonságát használtuk fel arra, hogy az SG−AGB-csillagok azonosítani tudjuk (García-Hernández et al., 2015). Az 5.1. fejezetben ismertetett fotometriai adatbázisokat és a Mészáros et al. (2015)-ben publikált [Al/Fe] elemgyakoriságokat felhasználva többféle CMD-n ábrázoltuk a csillagokat azok [Al/Fe]-értékével színezve. Az első vizsgálatok során azt találtuk, hogy legjobban az $U-(U-I)$, $I-(U-I)$ és $V-(B-I)$ CMD-ken lehet az AGB-csillagokat az RGB-től megkülönböztetni.

A Mészáros et al. (2015) mintáját felhasználva összesen 44 AGB-csillagok azonosítottunk az [Al/Fe] segítségével az M13-ban, M5-ben, M3-ban, és M2-ben. Ezek közül összesen 14 csillagnál találtunk magas, csak az SG-csillagokra jellemző [Al/Fe]-értékeket (García-Hernández et al., 2015). Ez a 14 újonnan felfedezett SG−AGB-csillag a következőképpen oszlik meg négy gömbhalmaz között: 4 az M13-ban, 5 az M5-ben, 3 az M3-ban és 2 az M2-ben. Az újonnan felfedezett SG−AGB-csillagok nemcsak Al-ban gazdagok, hanem O-ban szegények is, tovább erősítve azt a megfigyelést, hogy ezek ténylegesen SG-csillagok. A felfedezett SG−AGB-csillagok elemgyakoriságait a García-Hernández et al. (2015) 1. táblázata tartalmazza, a CMD-n elfoglalt helyüket pedig a García-Hernández et al. (2015) 1. ábrája mutatja.

Az SG−AGB-csillagok felfedezésével sikerült feloldani az elméleti modellek jóslatai és a korábbi negatív megfigyelési eredmények közötti ellentmondást. Mivel nekünk lehetőségünk volt a korábbiaknál



5.1. ábra. *Az M92 SG−AGB-csillagainak azonosítása. Az első (piros körök) és második generációs (kék körök) AGB-csillagokat az $U-(U-I)$, $I-(U-I)$ és $V-(B-I)$ diagramokon azonosítottam. Az RGB-csillagokat zöld körökkel ábrázoltam. Az azonosításhoz használt elemgyakoriságok Mészáros et al. (2015)-ből származtak. Forrás: Mészáros et al. (2018)*

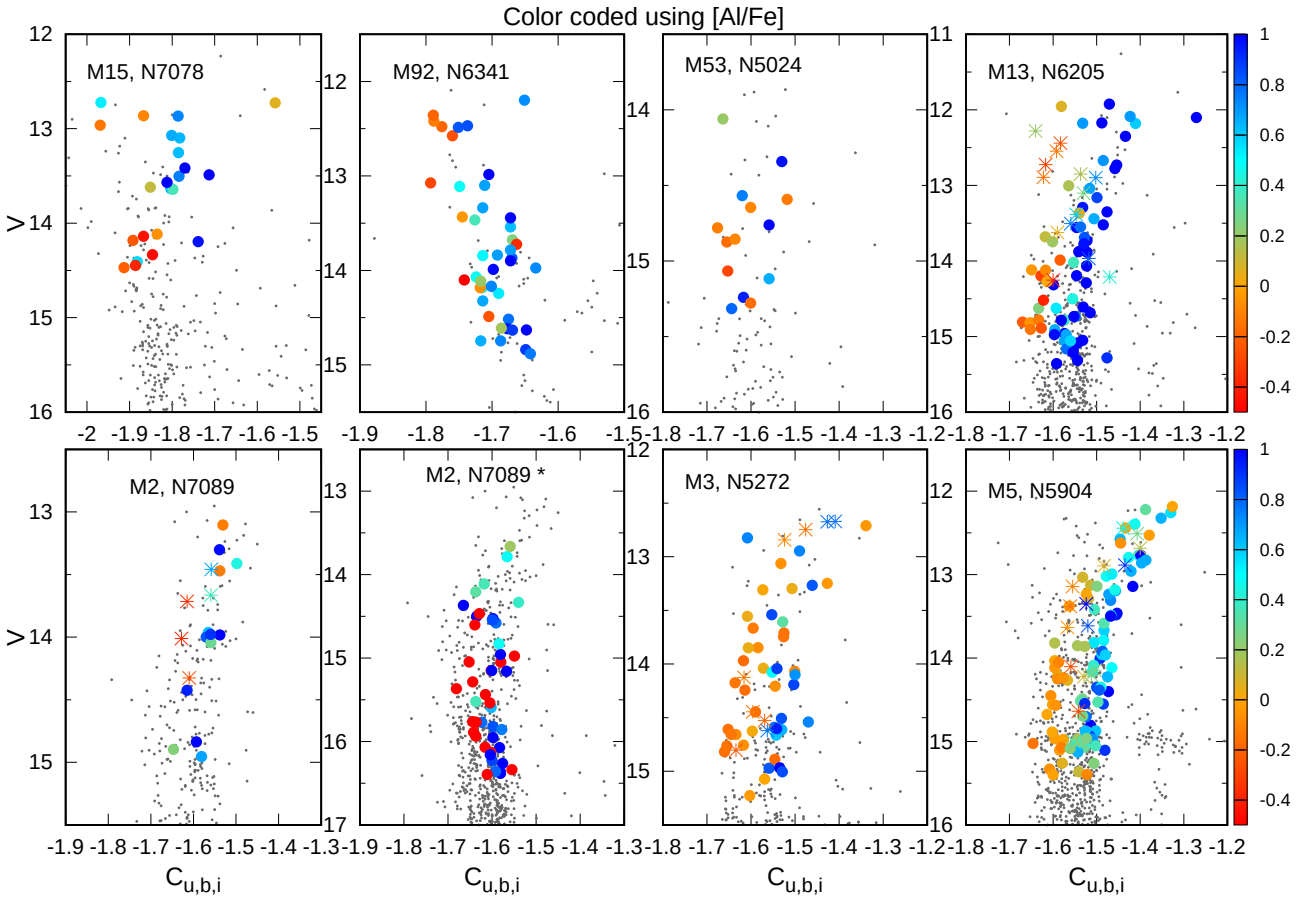
pontosabb földi fotometriai adatokat használni, a pontatlan fotometriai adatok használata lehet a legvalószínűbb magyarázat arra, hogy Campbell et al. (2013) miért nem talált SG–AGB-csillagokat a Na felhasználásával az NGC 6752-ben.. Egy másik lehetséges magyarázat az is lehet, hogy az NLTE-effektusok erősebbek az AGB-n, mint az RGB-n a [Na/Fe] esetében (Lapenna et al., 2015), és ez a különbség nem volt megfelelően figyelembe véve azoknál a [Na/Fe]-értékeknél, amelyeket Campbell et al. (2013) használt.

5.2.1. Második generációs AGB-csillagok az M92-ben

A García-Hernández et al. (2015)-ban összesen négy gömbhalmazban fedeztünk fel SG−AGB-csillagokat, azonban ezek között egy sem volt olyan, amelynek fémtartalma −2-nél kisebb lett volna. Ezért az SG−AGB-csillagok létezésének metallicitásfüggése még nyitott kérdés volt az García-Hernández et al. (2015) publikálásának időpontjában.

Később, az M92 Peter Stetson által összegyűjtött fotometriai adatbázisának és Mészáros et al. (2015) [Al/Fe] elemgyakoriságának kombinálásával összesen 10 AGB-csillagok azonosítottam az M92-ben, ebből 5 FG-, és 5 SG−AGB-csillag volt (Mészáros et al., 2018). Az 5.1. ábrán lehet látni az M92 $U-(U-I)$, $I-(U-I)$ és $V-(B-I)$ CMD-it. Az AGB-sáv egyértelműen az RGB-sáv mellett helyezkedik el. Kék körök jelzik az SG−AGB-csillagokat, piros körök pedig a FG−AGB-csillagokat és látható, hogy az SG−AGB-csillagok nagyon jól elkülönülnek az RGB-társaiktól. Az 5.2. táblázatban soroltam fel az AGB-csillagok fizikai paramétereit.

Az M92 az egyik legfémszegényebb gömbhalmaz a Tejútrendszerben ([Fe/H] = −2,23).



5.2. ábra. *A $V-C_{U,B,I}$ diagram az [Al/Fe]-értékekkel színezve. Az AGB-csillagokat csillaggal, az RGB-csillagokat körökkel jelöltem. A csillaggal jelölt panelen az M2 gömbhalmazhoz a Gaia−ESO-égboltfelmérés adatait (Pancino et al., 2017) használtam. Az Al-gazdag SG-csillagok az RGB jobb oldalán láthatók, az Al-szegény FG-csillagok pedig az RGB bal oldalán. Forrás: Mészáros et al. (2018)*

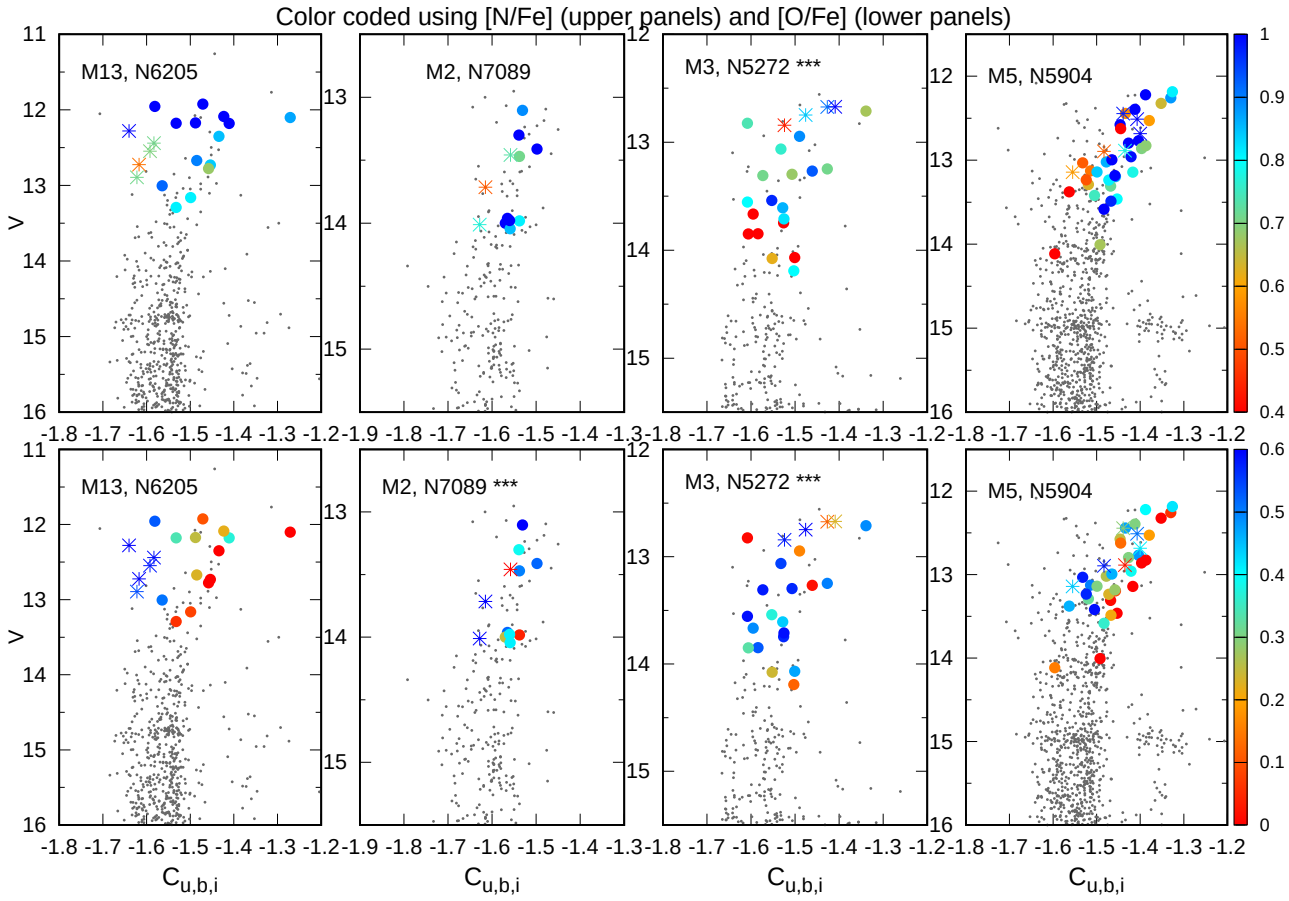
Vizsgálatának eredményeként sikerült SG−AGB-csillagokat azonosítani a teljes fémességtartományon belül, amelyben az [Al/Fe] segítségével a többszörös populációk megkülönböztethetők egymástól. Ezzel sikerült bebizonyítanom, hogy az SG−AGB-csillagok nagy valószínűséggel minden gömbhalmazban jelen vannak.

5.3. A CMD kémiai függésének vizsgálata

Mészáros et al. (2015)-ben sikerült kimutatnom, hogy bizonyos gömbhalmazok Al eloszlása bimodális (M53, M3), de másoké folytonos (M5, M13). A CMD vizsgálatával pedig a többszörös populációk által kirajzolt RGB-k között lehet megfigyelni hasonló bimodalitást vagy folytonosságot (Piotto et al., 2015; Soto et al., 2017). A fotometriai és kémiai információ kombinálásával eredetileg az volt a célom, hogy bimodális és folytonos [Al/Fe]-eloszlású gömbhalmazok CMD-je közötti különbségek vagy hasonlóságok keresésével korrelációt találjak az Al-eloszlás és az RGB alakja között (Mészáros et al., 2018).

5.3.1. A földi fotometria és a kémiai összetétel kapcsolata

A többszörös populációk eltérő kémiai összetételének hatását a CMD-re csak a 2010-es évek elején kezdték el részletesen vizsgálni. Sbordone et al. (2011) azt találta, hogy a CNO-elemgyakoriságok jelentősen befolyásolják az UV-tartományban ($\lambda < 400$ nm) mért fluxust, ezzel igazolva, hogy az UV fotometriai sávok használatával a többszörös populációk tulajdonságait nyomon lehet követni. Később Cas-



5.3. ábra. *A $V-C_{U,B,I}$diagram az [N/Fe]- és [O/Fe]-értékekkel színezve. Az AGB-csillagokat csillaggal, az RGB-csillagokat körökkel jelöltem. Az FG- és SG-csillagok hasonlóan helyezkednek el, mint az 5.2. ábrán. A fémszegény gömbhalmazokat [Fe/H] $= -1{,}8$ dex alatt nem ábrázoltam az [N/Fe] és [O/Fe] túl nagy hibái miatt. Forrás: Mészáros et al. (2018)*

sisi et al. (2013) elméleti színképek felhasználásával azt találta, hogy az N-C és Na-O antikorrelációkkal ellentétben az Al-Mg antikorrelációnak nincs mérhető hatása az izokronok alakjára.

A $C_{U,B,I} = (U-B)-(B-I)$ fotometriai indexet először Milone et al. (2013) vezette be a 47 Tuc tanulmányozása során. Ők fedezték fel azt, hogy a $C_{U,B,I}$ indexet használó pszeudo-CMD nagyon érzékeny a csillagok kémiai összetételére, és a többszörös populációk az összetétel ismeretében könnyen szétválaszthatók a $V-C_{U,B,I}$ diagramon. Ennek oka, hogy a $C_{U,B,I}$ index pontosan leköveti az UV fluxusban bekövetkező változásokat, ezáltal az [N/Fe] értékét. Az [N/Fe]-n kívül más olyan elemeket is nyomon lehet követni indirekt módon a $C_{U,B,I}$ indexel, amelyek korrelációban állnak az [N/Fe]-vel, de közvetlen hatásuk nincs az UV-fluxusra, mint például a [Na/Fe] vagy az [Al/Fe]. Monelli et al. (2013) összesen 15 gömbhalmazban mutatta ki egyértelműen az [O/Fe] függését a $C_{U,B,I}$ indextől, és később mások is sikeresen alkalmazták ezt a technikát más halmazokban (Nardiello et al., 2015; Milone et al., 2015b,c; Lardo et al., 2017).

Bár előttem az [Al/Fe]-t mások nem használták hasonló analízishez, az N-Al korreláció miatt azt vártam, hogy az Al esetében is egyértelműen kettéválnak a többszörös populációk a $V-C_{U,B,I}$ diagramon. A mintában szereplő hét gömbhalmaz $V-C_{U,B,I}$ diagramját a 5.2. és 5.3. ábrákon mutatom be (Mészáros et al., 2018). A Mészáros et al. (2015)-ből származó elemgyakoriságok segítségével az 5.2. ábrán a csillagokat az [Al/Fe] szerint, az 5.3. ábrán pedig az [N/Fe]- és [O/Fe]-értékük szerint színeztem meg. Bár színezés nélkül a $V-C_{U,B,I}$ diagramon az FG- és SG-csillagok RGB-jei kissé összefolynak, az [Al/Fe]-t használva a legtöbb esetben a többszörös csillagpopulációk egyértelműen szétválnak egymástól. Az Al-gazdag SG-csillagok az RGB jobb oldalán helyezkednek el, az Al-szegény FG-csillagok pedig az RGB bal oldalán. Az RGB tetején, a $V < 13$ csillagok esetében a szeparáció

kisebb, és a FG-csillagok összekeverednek az SG-csillagokkal. Ez legegyértelműbben az M53, M2, M3, és M5 gömbhalmazokban látható. Ez azzal magyarázható, hogy az RGB tetején az UV-fluxus elveszti érzékenységét az [N/Fe] változására.

A Mészáros et al. (2015)-ből származó [O/Fe]-t kiegészítve irodalmi [Na/Fe] és [O/Fe] elemgyakoriságokkal (Pancino et al., 2017; Johnson & Pilachowski, 2012) a Na-O antikorreláció viselkedését is vizsgálni tudtam a $C_{U,B,I}$ pszeudo-CMD-n. Az 5.4. ábra legfelső panelén jól látható, hogy Johnson & Pilachowski (2012) Na elemgyakoriságainak segítségével nem választható szét egyértelműen a két RGB az M13-ban. Ennek egy magyarázata lehet, hogy az eleve közepes felbontású spektrumokból származó [Na/Fe]-értékeket nem korrigálták NLTE-effektusokra, ami a Na esetében akár a 0,1 dexet is elérheti (Gratton et al., 1999).

Az 5.2.−5.4. ábrákon látszik, hogy a legtöbb esetben az FG- és SG-csillagok könnyen elkülöníthetőek egymástól az [Al/Fe]-t használva. A legkevésbé egyértelmű esetet az M2-ben, M3-ban és M53-ban lehet látni, amelyekben az FG- és SG-csillagok gyakran keverednek egymással (5.2. ábra). Az M92-ben csak egy FG-csillag esett az SG−RGB-ágára, de az M53-ban már három SG-csillag van az FG-csillagok között. Az M3-ban legalább 5 magas Al-tartalmú csillagot lehet találni az első generációs RGB-n. Az M2-ben a *Gaia*−ESO-adatok nem szolgáltatnak olyan egyértelmű szeparációt, mint az APOGEE-adatok, bár mindkét égboltfelmérés hasonló eredményeket ad. A kivételes esetekre a legegyértelműbb magyarázat az U szűrő többinél nagyobb pontatlansága lehet. Bár az [Al/Fe] meghatározásának pontatlansága is szerepet játszhat, ez azonban kevésbé valószínű, mert a *Gaia*−ESO és az APOGEE is nagy felbontású és jel/zaj arányú spektrumokat észlelt, ezért az eltérések magyarázatához szükséges 1 dex körüli hibák nem valószínűek.

Összességében elmondható, hogy a $V-C_{U,B,I}$ diagramon nem különülnek el egyértelműen a bimodális Al-eloszlású gömbhalmazok (M53, M3) a folytonos eloszlásúaktól (M5, M13). Ez egyrészt megfigyelési bizonyítékot ad Cassisi et al. (2013) elméleti tanulmányára, másrészt azt is jelenti, hogy bármilyen szennyezési mechanizmus is okozta az Al feldúsulását az SG-csillagok légkörében, az nem hagyott a hibahatárokon belül észlelhető nyomot a $V-C_{U,B,I}$ diagramon.

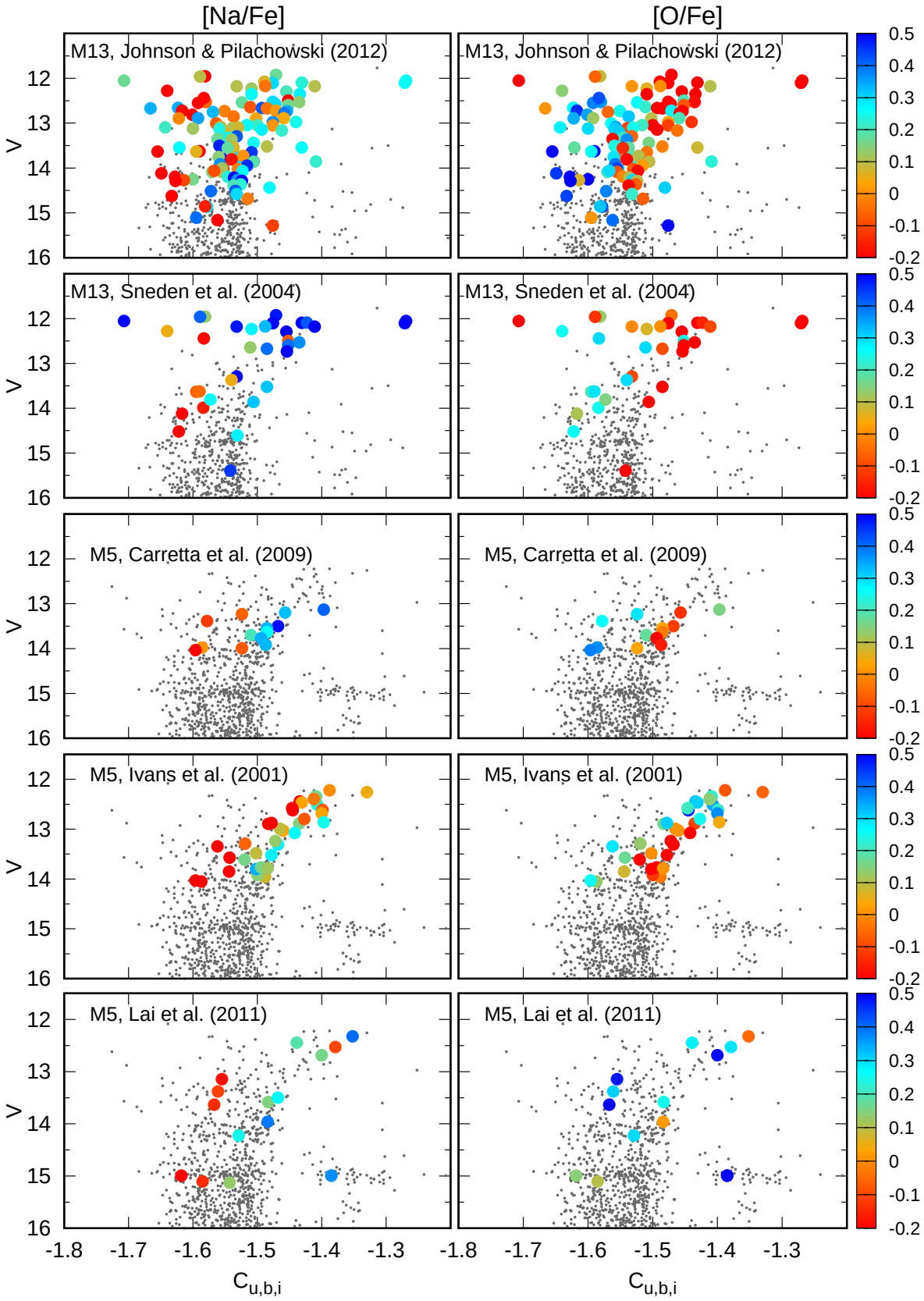
5.3.2. A HST-fotometria és a kémiai összetétel kapcsolata

A HST Treasury Project (Piotto et al., 2015; Soto et al., 2017) egyik előzetes adatpublikálásában szereplő csillagok 2MASS-koordinátáját hasonlítottam össze a Mészáros et al. (2015)-ben vizsgált APOGEE-csillagok listájával. Gömbhalmaztól függően csak az $m_{F336W} = 18$ vagy 19 magnitúdónál fényesebb csillagokat vettem figyelembe, hogy csökkentsem a túl halvány csillagok számát. A HST látószöge sokkal kisebb, mint a 2,5 méteres APO-teleszkópé (Gunn et al., 2006), és a HST-vel főképp a gömbhalmazok központi régióit észlelték, az APOGEE azonban a külső tartományokra fókuszált, ezért a két észlelési program között kicsi az átfedés. Összesen 36 közös csillagot találtam 8 gömbhalmazban, az M53-ban és az M107-ben nem volt közös minta.

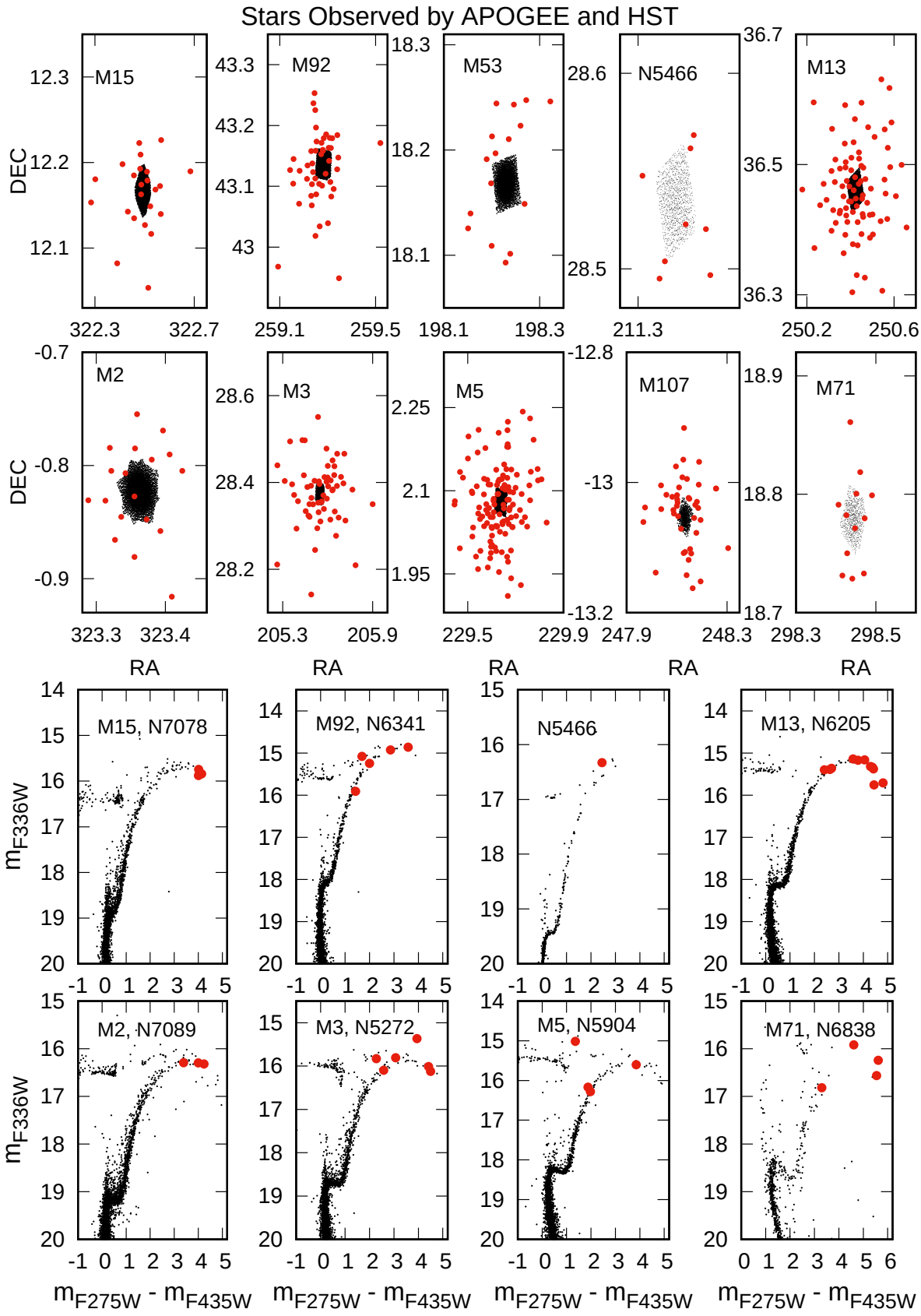
Az 5.5. ábra felső paneljein lehet látni a HST és az APOGEE által észlelt csillagok égbolton elfoglalt helyét, az alsó panelen pedig az összesen 36 közös csillaggal rendelkező 8 gömbhalmaz CMD-jét. A legtöbb APOGEE által is észlelt csillag az RGB tetején helyezkedik el, de a HST rendkívül pontos méréseinek hála még ez is elég volt a többszörös populációk RGB-jének azonosítására.

A HST-fotometria esetében a $C_{U,B,I}$-hoz hasonlóan definiált $C_{F275W,F336W,F435W}$ index még a $C_{U,B,I}$-nél is pontosabban használható a kémiai összetétel és a többszörös populációk fotometriai jellemzőinek tanulmányozására. A $m_{\mathrm{F336W}} - C_{F275W,F336W,F435W}$ pszeudo-CMD az 5.6. ábrán látható. A $C_{F275W,F336W,F435W}$ index sem közvetlenül az [Al/Fe] értékére érzékeny, mert a $C_{U,B,I}$-hoz hasonlóan az UV-tartományban mért fluxus változását méri, ami elsősorban az [N/Fe] elemgyakoriságtól függ. Ettől függetlenül az [N/Fe] és [Al/Fe] korrelációján keresztül az [Al/Fe] szerint is meg lehet különböztetni a többszörös populációk RGB-jét.

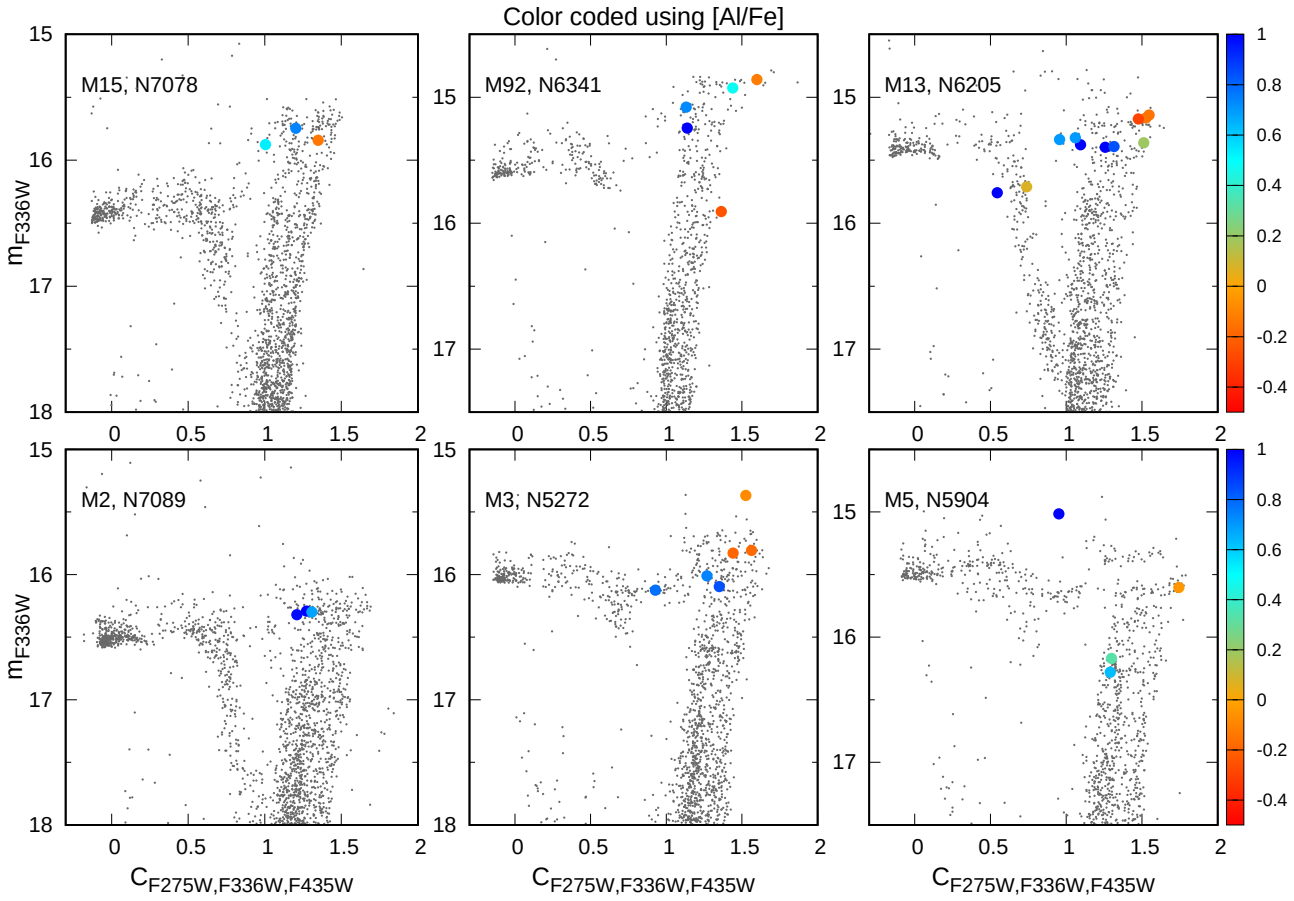
Az 5.6. ábrán jól látható, hogy az FG- és SG-csillagok egymástól eltérő RGB-je és azok kémiai összetételének különbsége is kirajzolódik az RGB tetején, bár a kis számú közös csillag miatt nem volt



5.4. ábra. *A $V-C_{U,B,I}$ diagram irodalmi [Na/Fe]- és [O/Fe]-értékekkel színezve. Az FG- és SG-csillagok a legtöbb esetben jól elkülönülnek az RGB-n. Forrás: Mészáros et al. (2018)*



5.5. ábra. *Az APOGEE és a HST által közösen észlelt csillagok (piros körök) CMD-je. Mivel a HST csak a halmazok központi régióit észlelte, a közös minta kicsi. Forrás: Mészáros et al. (2018)*

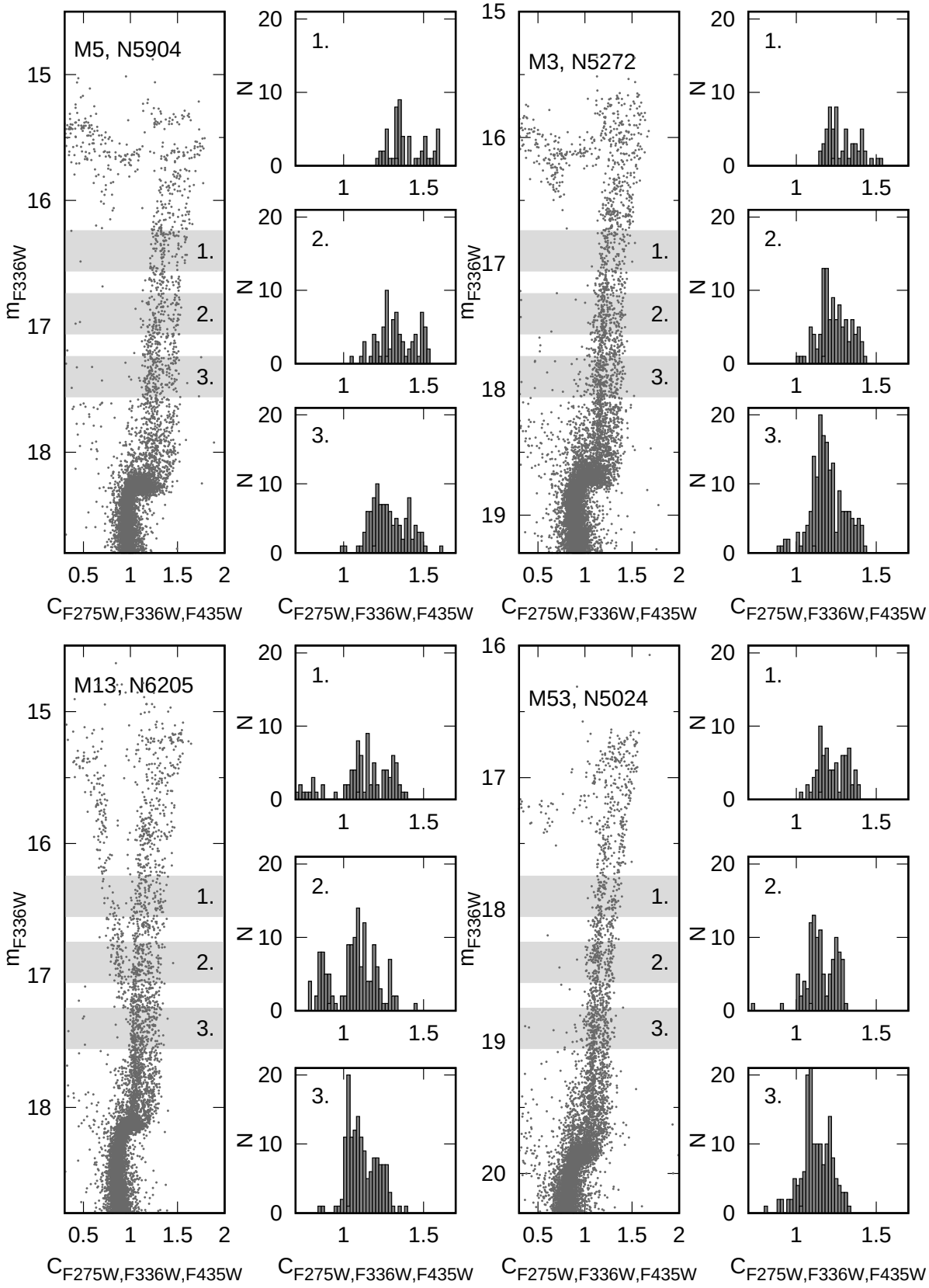


5.6. ábra. *Az APOGEE és a HST által közösen észlelt csillagok (telített körök) pszeudo-CMD-je az [Al/Fe] értékével színezve. Az Al-ban gazdag SG-csillagok az RGB bal oldalán helyezkednek el. Forrás: Mészáros et al. (2018)*

lehetséges nagy fényességtartományon belül vizsgálni a CMD-t. Az SG−RGB-csillagok alacsonyabb $C_{F275W,F336W,F435W}$ indexel rendelkeznek, mint az FG−RGB-csillagok.

A HST-fotometria pontossága megengedte, hogy a $C_{F275W,F336W,F435W}$ pszeudo-CMD-n látható többszörös RGB-sávok alakját az Al-Mg antikorreláció és az Al-eloszlás alakjával összehasonlítsam. Ehhez az RGB-n található csillagok számának $C_{F275W,F336W,F435W}$-hisztogramját hasonlítottam össze az Al-eloszlás alakjával az M5-ben, M13-ban, M3-ban és M53-ban. Ez az összehasonlítás az 5.7. ábrán látható. Az M5 és az M13 tisztán folytonos Al-eloszlással rendelkeznek, az M3 és az M53 pedig bimodális Al-eloszlást mutat. A mintában szereplő többi gömbhalmaz (M15, M92, M2) e két eset közé esik.

A hisztogram elkészítéséhez három 0,5 magnitúdó szélességű sávban mintavételeztem az RGB-t, a legelső sáv az RGB teteje alatt 1,5 magnitúdóval kezdődött és a sávok közötti távolság is 0,5 magnitúdó volt. Az 5.7. ábrán látható hisztogramok alapján azt állapítottam meg, hogy nincs kapcsolat az RGB, és az Al-Mg antikorreláció eloszlása között. Az M3-ban és az M53-ban egyértelműen elválnak egymástól az Al-szegény FG- és Al-gazdag SG-csillagok, de a két RGB nem különül el egymástól jobban, mint az M5 és az M13 esetében. Érdekes, hogy az M5, amelyben folytonos Al-eloszlást figyeltem meg, két egyértelmű csúccsal rendelkezik a hisztogramon, de az M3 esetében a két RGB között is sok csillag található, és inkább folytonos a csillagok $C_{F275W,F336W,F435W}$-eloszlása, mint bimodális. Összességében elmondható, hogy az [Al/Fe] értékének nincs hatása sem a $C_{U,B,I}$, sem pedig a $C_{F275W,F336W,F435W}$ pszeudo-CMD-k alakjára, ezzel megerősítve Cassisi et al. (2013) elméleti jóslatait.



5.7. ábra. *A hisztogramok a HRD tetejétől 1,5 magnitúdóval lentebb található három 0,5 magnitúdó szélességű sávban található csillagok számát mutatják. Az M3 és az M53 bimodális, az M13 és az M5 folytonos Al-eloszlást mutat. Könnyen látható, hogy az Al-Mg antikorreláció alakja és a hisztogramban található csúcsok száma között nincs összefüggés. Forrás: Mészáros et al. (2018)*

5.3.3. A CMD és kémiai összetétel kapcsolatának lehetséges magyarázata

Ahogyan azt az 1.3. fejezetben részletesen leírtam, több elmélettel is próbálják magyarázni a többszörös populációk jelenlétét a gömbhalmazokban: nóvák robbanásával (Maccarone & Zurek, 2012), gyorsan forgó fősorozati csillagok tömegvesztésével (Decressin et al., 2007), sok nagy tömegű kettőscsillag jelenlétével (de Mink et al., 2009), és közepes, $4-8\ M_{\odot}$ tömegű AGB-csillagok csillagszelével (Ventura et al., 2001). Ezekben a modellekben az a közös, hogy bár a többszörös populációk megfigyelt kémiai összetételét csak részben tudják megmagyarázni, egyik elmélet sem képes az összes megfigyelt tulajdonságot megjósolni (Renzini et al., 2015).

Az AGB-elmélet jóslataira a Mészáros et al. (2015)-ben találtam meggyőző bizonyítékot (részletekért lásd a 4.2.5. fejezetet). Később Dell'Agli et al. (2018) sikeresen alkalmazta az AGB-modellt a Mészáros et al. (2015)-ben észlelt Al-Mg antikorrelációk magyarázatára. Mivel ez a modell tudja a legjobban az Al-Mg antikorrelációt megmagyarázni, az előző alfejezetben bemutatott megfigyeléseket is az AGB-elmélet szemszögéből magyarázom.

A bimodális és folytonos Al-eloszlás közötti különbséget Ventura et al. (2016) az AGB-csillagok által termelt Al mennyiségével (továbbiakban AGB-csillagok hozama) és annak az eredeti gázzal történő keveredési mértékével magyarázta. Ventura et al. (2016) szerint az M3-ban az SG-csillagok olyan csillagközi felhőből keletkeztek, amelynek legalább 30%-át az FG−AGB-csillagok Al-hozama adta. Ha ez igaz, akkor az azt jelenti, hogy egyszerűen nem keletkeztek SG-csillagok olyan csillagközi felhőből, amely csak 10−30%-ban volt feldúsulva az FG-csillagok Al hozamával. Az AGB-elméletben az Mg−Al-fúzió 60−70 millió K felett indul be, míg a CNO-ciklus 30 millió K felett (Ventura et al., 2016). Mivel az N termelése alacsonyabb hőmérsékleten is elindul, ezért lehetséges a magasabb metallicitású gömbhalmazokban is kiterjedt N-eloszlást észlelni.

Az előző fejezetben azt találtam, hogy az Al-eloszlásnak ugyan nincs hatása a $C_{F275W,F336W,F435W}$, vagy $C_{U,B,I}$ értékére, a $m_{\mathrm{F336W}} - C_{F275W,F336W,F435W}$ pszeudo-CMD valószínűleg komplexebb képet ad a gömbhalmazok fejlődéséről, mint csak az Al tanulmányozása. Például az NGC 2808-ban Milone et al. (2015c) három populációt talált az Al-Mg antikorrelációban, de öt egymástól különböző RGB-t a HST pszeudo-CMD-n.

A két fő RGB közötti csillagok jelentősebb száma, vagy további RGB-sávok jelenléte az adott gömbhalmaz egyedi fejlődésére utal. A köztes csillagok N-tartalma valószínűleg az FG- és SG-csillagok értékei közé esik valahova függetlenül attól, hogy Al-ban gazdagok vagy szegények. Ilyen csillagok létezésére Milone et al. (2015c) az NGC 2808-ban talált bizonyítékot. Az [Al/Fe], [N/Fe] és a $m_{\mathrm{F336W}} - C_{F275W,F336W,F435W}$ pszeudo-CMD kapcsolatának teljes feltérképezéséhez a mostaniaknál sokkal több csillagról, az RGB tetejétől egészen a fősorozatig kellenének pontos elemgyakoriságok, azonban az ehhez szükséges megfigyelések jelenleg nem elérhetők.

Az AGB-elméletben fontos az, hogy a FG−AGB-csillagok által termelt anyag mennyi idő alatt tér vissza a gömbhalmaz belsejébe a II-es típusú szupernóva-robbanások végével. Ha ez az idő hosszabb 40−50 millió évnél, akkor a később keletkező csillagok egy része még az eredeti kémiai összetételű anyagból keletkezik az FG-csillagok számát növelve, és bimodális Al-eloszlást létrehozva. Ha az Al-gazdag anyag visszatérése folyamatos, akkor az eredeti csillagközi anyag feldúsulása is az lesz, folytonos Al-eloszlást létrehozva. Feltételezve azt, hogy a bimodális Al-eloszlás két csillagfejlődési fázis eredménye, lehetséges, hogy a csillagfejlődés mégiscsak folyamatos volt mindegyik gömbhalmazban, és egyszerűen nem telt el annyi idő a két csillagfejlődési epizód között, hogy az jobban szétválassza a két RGB-t.

5.4. Összefoglalás

A nagy felbontású spektrumokból meghatározható elemgyakoriságok, és a nagy pontosságú földi és HST-magnitúdók összevetése fontos eszköz a gömbhalmazok fejlődésének tanulmányozására. A Mészáros et al. (2015)-ben publikált APOGEE- és más irodalmi elemgyakoriságok, valamint Peter Stetson földi U,B,V,R,I magnitúdóinak (Stetson et al., 2014) és a HST Treasury Project (Piotto et al., 2015; Soto et al., 2017) korai adatainak felhasználásával a célom azt volt, hogy tanulmányozzam az Al-Mg antikorreláció és a CMD közötti kapcsolatot. Eredményeimet két cikkben foglaltam össze, a García-Hernández et al. (2015)-ben és Mészáros et al. (2018)-ban:

1. Kollégámmal, Anibal García-Hernándezzel összesen 14 SG−AGB-csillagok fedeztünk fel négy gömbhalmazban (García-Hernández et al., 2015). Ezzel sikerült tisztáznunk az Na-gazdag SG–AGB-csillagok hiányának problémáját, amelyet sikertelen azonosításuk vetett fel az NGC 6752 részletes vizsgálata során (Campbell et al., 2013). Ezt a megfigyelést rendkívül nehéz volt elméleti modellekkel megmagyarázni, mert a horizontális ágon beinduló extrém erősségű csillagszél nélkül a csillagfejlődési modellek az jósolták, hogy az SG-csillagok is elfejlődnek az AGB-re.

2. Az M92-ben öt SG−AGB-csillagot fedeztem fel, ezzel bebizonyítva, hogy az SG−AGB-csillagok jelenléte független a fémtartalomtól, és nagy valószínűséggel minden gömbhalmazban léteznek ezek a csillagok (Mészáros et al., 2018).

3. A $V-C_{U,B,I}$ diagramon egyértelműen sikerült az Al-tartalom alapján azonosítanom az FG- és SG-csillagokhoz tartozó RGB-t (Mészáros et al., 2018). Megfigyeléseim szerint azonban a $V-C_{U,B,I}$ diagram alakja nem változik attól függően, hogy a gömbhalmazban az Al eloszlása bimodális (M53, M3) vagy folytonos (M5, M13). Ez megfigyelési bizonyítékot adott Cassisi et al. (2013) elméleti tanulmányára, aki azt találta, hogy az Al értéke nem befolyásolja a CMD alakját.

4. A rendkívül pontos HST-fotometria lehetővé tette, hogy a $C_{F275W,F336W,F435W}$ pszeudo-CMD-n látható többszörös RGB-sávok alakját az Al-eloszlás alakjával összehasonlítsam (Mészáros et al., 2018). Hasonlóan a $C_{U,B,I}$ indexhez, a $C_{F275W,F336W,F435W}$ pszeudo-CMD-n sem találtam összefüggést az Al-eloszlás és a pszeudo-CMD alakja között. A $C_{F275W,F336W,F435W}$ pszeudo-CMD valószínűleg komplexebb képet ad a gömbhalmazok fejlődéséről, mint csak az Al tanulmányozása. Feltételezve azt, hogy a bimodális Al-eloszlás két csillagfejlődési fázis eredménye, lehetséges, hogy a csillagfejlődés mégiscsak folyamatos volt mindegyik gömbhalmazban, és egyszerűen nem telt el annyi idő a két csillagfejlődési epizód között, hogy a két populációhoz tartozó RGB jobban elváljon egymástól.

6. fejezet

Gömbhalmazok kémiai összetételének legkiterjedtebb felmérése

Az Las Campanas Obszervatóriumban működő új APOGEE-ikerspektrográf (Wilson et al., 2019) üzembe helyezésével először nyílt lehetőség az északi és déli gömbhalmazok elemgyakoriságainak közös skálára helyezésére, és a többszörös populációk kémiai összetételének homogén módon történő vizsgálatára. Az APOGEE−2 észlelési programjában (Zasowski et al., 2017; Beaton et al., 2021; Santana et al., 2021) szerepelt az összes olyan fényes gömbhalmaz, amelynek legalább néhány tagját fel lehetett bontani és észlelni.

Az APOGEE−2-ben azt a nemzetközi kutatócsoportot vezettem, amely a gömbhalmazok csillagainak kémiai analízisével foglalkozott. Az északi és déli gömbhalmazok együttes vizsgálatát három lépésben végeztük el. Elsőként is frissíteni kellett a Mészáros et al. (2015)-ben publikált 10 északi gömbhalmazban azonosított csillagok listáját, illetve továbbfejlesztettük az elemgyakoriságok meghatározásának módszerét. Ezeket az eredményeket a Masseron et al. (2019)-ben publikáltuk. Ezután következett az északi és déli gömbhalmazok többszörös populációinak részletes összehasonlítása a Mészáros et al. (2020)-ban, amely a mai napig a gömbhalmazok kémiai összetételének legkiterjedtebb felmérése (2283 csillag, 31 gömbhalmaz). A harmadik lépés az ω Cen részletes vizsgálata volt, ezt a 7. fejezetben fogom ismertetni.

Ebben a fejezetben részletezem ezt a felmérést, a Masseron et al. (2019) 2. és 3.1.-es fejezeteiben, és a Mészáros et al. (2020) 2−7. fejezeteiben bemutatott eredményeimet felhasználva. Ez a fejezet az SDSS−IV APOGEE−2 nem nyilvános adatainak felhasználásával készült.

6.1. Csillagok atmoszferikus paramétereinek meghatározása

A Mészáros et al. (2015) megjelenése után az APOGEE tovább folytatta a gömbhalmazok észlelését, illetve a H sáv abszorpciós vonalainak illesztése is komoly fejlődésen ment keresztül. Ezért nemcsak a halmaztagsági listát kellett újra definiálni, hanem az elemgyakoriságok meghatározásának módszerét is.

6.1.1. Halmaztagság felülvizsgálata

Az APOGEE folyamatos észlelései és a Gaia második adatpublikálása (*Gaia* DR2, Gaia Collaboration et al., 2018) miatt a halmaztagsági listát frissíteni kellett. A Mészáros et al. (2020)-ban vizsgált és 2018-ig észlelt gömbhalmazok listáját a 6.1. táblázatban soroltam fel. Ez a táblázat tartalmazza a gömbhalmazok fő paramétereit a Harris-katalógus (Harris 1996, 2010-es kiadás) és a *Gaia* DR2 (Baumgardt & Hilker, 2018; Baumgardt et al., 2019) alapján.

A halmaztagság meghatározásához alapvetően a Mészáros et al. (2015)-ben lefektetett szabályokat követtem a *Gaia* DR2 sajátmozgásaival kiegészítve. Először a csillagok radiális sebességei szerint vágtam úgy, hogy minden csillag a gömbhalmaz átlagos radiális sebességétől legfeljebb a se-

6.1. táblázat. A mintában szereplő gömbhalmazok irodalmi paraméterei. Forrás: Mészáros et al. (2020)

ID	Név	N_1 Összes	N_2 S/N>70	[Fe/H]	$E(B-V)$	$R_{\rm Al}^{'}$	$V_{\rm disp}$ km/s	RA	Dec	$V_{\rm helio}$ km/s	μ_α mas yr^{-1}	μ_δ mas yr^{-1}
NGC 104	47 Tuc	186	151	-0,72	0,04	42,9	12,2	00 24 05,67	-72 04 52,6	-17,2	5,25	-2,53
NGC 288		43	40	-1,32	0,03	12,9	3,3	00 52 45,24	-26 34 57,4	-44,8	4,22	-5,65
NGC 362		56	40	-1,26	0,05	16,1	8,8	01 03 14,26	-70 50 55,6	223,5	6,71	-2,51
NGC 1851		43	30	-1,18	0,02	11,7	10,2	05 14 06,76	-40 02 47,6	320,2	2,12	-0,63
NGC 1904	M79	26	25	-1,60	0,01	8,3	6,5	05 24 11,09	-24 31 29,0	205,6	2,47	-1,59
NGC 2808		77	71	-1,14	0,22	15,6	14,4	09 12 03,10	-64 51 48,6	103,7	1,02	0,28
NGC 3201		179	152	-1,59	0,24	28,5	5,0	10 17 36,82	-46 24 44,9	494,3	8,35	-2,00
NGC 4147		3	1	-1,80	0,02	6,3	3,1	12 10 06,30	+18 32 33,5	179,1	-1,71	-2,10
NGC 4590	M68	37	36	-2,23	0,05	13,7	3,7	12 39 27,98	-26 44 38,6	-93,2	-2,75	1,78
NGC 5024	M53	41	39	-2,10	0,02	30,3	5,9	13 12 55,25	+18 10 05,4	-63,1	-0,11	-1,35
NGC 5053		17	17	-2,27	0,01	11,8	1,6	13 16 27,09	+17 42 00,9	42,5	-0,37	-1,26
NGC 5139	ω Cen	898	775	-1,53	0,12	57,0	17,6	13 26 47,24	-47 28 46,5	232,7	-3,24	-6,73
NGC 5272	M3	153	148	-1,50	0,01	38,2	8,1	13 42 11,62	+28 22 38,2	-147,2	-0,14	-2,64
NGC 5466		15	7	-1,98	0,00	34,2	1,6	14 05 27,29	+28 32 04,0	106,9	-5,41	-0,79
NGC 5634		2	0	-1,88	0,05	8,4	5,3	14 29 37,30	-05 58 35,0	-16,2	-1,67	-1,55
NGC 5904	M5	207	191	-1,29	0,03	28,4	7,7	15 18 33,22	+02 04 51,7	53,8	4,06	-9,89
NGC 6121	M4	158	153	-1,16	0,35	32,5	4,6	16 23 35,22	-26 31 32,7	71,0	-12,48	-18,99
NGC 6171	M107	66	55	-1,02	0,33	17,4	4,3	16 32 31,86	-13 03 13,6	-34,7	-1,93	-5,98
NGC 6205	M13	127	103	-1,53	0,02	25,2	9,2	16 41 41,24	+36 27 35,5	-244,4	-3,18	-2,56
NGC 6218	M12	86	54	-1,37	0,19	17,6	4,5	16 47 14,18	-01 56 54,7	-41,2	-0,15	-6,77
NGC 6229		7	5	-1,47	0,01	10,0	7,1	16 46 58,79	+47 31 39,9	-138,3	-1,19	-0,46
NGC 6254	M10	87	84	-1,56	0,28	21,5	6,2	16 57 09,05	-04 06 01,1	74,0	-4,72	-6,54
NGC 6316		1	1	-0,45	0,54	5,9	9,0	17 16 37,30	-28 08 24,4	99,1	-4,97	-4,61
NGC 6341	M92	70	67	-2,31	0,02	15,2	8,0	17 17 07,39	+43 08 09,4	-120,7	-4,93	-0,57
NGC 6388		26	9	-0,55	0,37	6,2	18,2	17 36 17,23	-44 44 07,8	83,4	-1,33	-2,68
NGC 6397		158	141	-2,02	0,18	15,8	5,2	17 40 42,09	-53 40 27,6	18,4	3,30	-17,60
NGC 6441		17	5	-0,46	0,47	8,0	18,8	17 50 13,06	-37 03 05,2	17,1	-2,51	-5,32
NGC 6522		7	5	-1,34	0,48	16,4	8,2	18 03 34,02	-30 02 02,3	-14,0	2,62	-6,40
NGC 6528		2	1	-0,11	0,54	16,6	6,4	18 04 49,64	-30 03 22,6	211,0	-2,17	-5,52
NGC 6539		1	1	-0,63	1,02	21,5	5,9	18 04 49,68	-07 35 09,1	35,6	-6,82	-3,48
NGC 6544		7	7	-1,40	0,76	2,05	6,4	18 07 20,58	-24 59 50,4	-36,4	-2,34	-18,66
NGC 6553		8	7	-0,18	0,63	8,2	8,5	18 09 17,60	-25 54 31,3	0,5	0,30	-0,41
NGC 6656	M22	80	20	-1,70	0,34	29,0	8,4	18 36 23,94	-23 54 17,1	-147,8	9,82	-5,54
NGC 6715	M54	22	7	-1,49	0,15	10,0	16,2	18 55 03,33	-30 28 47,5	142,3	-2,73	-1,38
NGC 6752		153	138	-1,54	0,04	55,3	8,3	19 10 52,11	-59 59 04,4	-26,2	-3,17	-4,01
NGC 6760		3	3	-0,40	0,77	7,2	···	19 11 12,01	+01 01 49,7	-1,6	-1,11	-3,59
NGC 6809	M55	96	92	-1,94	0,08	16,3	4,8	19 39 59,71	-30 57 53,1	174,8	-3,41	-9,27
NGC 6838	M71	39	35	-0,78	0,25	9,0	3,3	19 53 46,49	+18 46 45,1	-22,5	-3,41	-2,61
NGC 7078	M15	133	104	-2,37	0,10	21,5	12,9	21 29 58,33	+12 10 01,2	-106,5	-0,63	-3,80
NGC 7089	M2	26	24	-1,65	0,06	21,5	10,6	21 33 27,02	-00 49 23,7	-3,6	3,51	-2,16
Pal 5		5	5	-1,41	0,03	16,3	0,6	15 16 05,25	-00 06 41,8	-58,4	-2,77	-2,67
Pal 6		5	4	-0,91	1,46	8,4	···	17 43 42,20	-26 13 21,0	181,0	-9,17	-5,26
Terzan 5		7	7	-0,23	2,28	13,3	19,0	17 48 04,80	-24 46 45,0	-82,3	-1,71	-4,64
Terzan 12		1	1	-0,50	2,06	···	···	18 12 15,80	-22 44 31,0	94,1	-6,07	-2,63

Note. — A gömbhalmazok fémtartalmának, vörösödésének, árapálysugarának, központi koordinátájának forrása: Harris 1996 (2010-es kiadás). A radiális és diszperziós sebességekhez a Baumgardt & Hilker (2018), a sajátmozgásokhoz a Baumgardt et al. (2019) tanulmányt használtam. N_1: a mintában szereplő csillagok száma, N_2: az S/N> 70 csillagok száma.

bességdiszperzió háromszorosával térhetett el. Fontos újítás volt, hogy az átlagos radiális sebességekhez és sebességdiszperzióhoz a Baumgardt & Hilker (2018) *Gaia* DR2 katalógusát használtam.

A második lépésben elhagytam minden olyan csillagot, amely a halmaz árapálysugarán kívül helyezkedett el. A harmadik lépésben a csillag ASPCAP-fémtartalmát (belső adatpublikálás a DR16 előtt) hasonlítottam össze az irodalmi (Harris 1996, 2010-es kiadás) átlagos fémtartalommal, és csak azokat a csillagokat tartottam meg, amelyek fémtartalma az átlagos fémtartalom $\pm$0,5 dex nagyságú környezetébe esett. A mintában szerepeltek olyan gömbhalmazok is, amelyekben irodalmi mérések jelentős Fe-szórást gyanítottak, ezeknél a fémtartalom szerinti vágást kihagytam. A negyedik lépésben következett a *Gaia* DR2 sajátmozgásainak felhasználása. Azokat a csillagokat, amelyek legalább 1,5$-$2,5 mas

6.2. táblázat. Az analízishez használt paramétervágások. A mintában csak S/N $>$ 70 csillagok szerepelnek. Forrás: Mészáros et al. (2020)

Elemgyakoriság	$T_{\rm eff}$ K	[Fe/H] dex	$\sigma_{\rm [X/Fe]}$ dex
[C/Fe]	<4600	$> -1{,}9$	<0,2
[N/Fe]	<4600	$> -1{,}9$	<0,2
[O/Fe]	<4600	$> -1{,}9$	<0,2
[Mg/Fe]	<5500	$> -2{,}5$	<0,2
[Al/Fe]	<5500	$> -2{,}5$	<0,2
[Si/Fe]	<5500	$> -2{,}5$	<0,2
[K/Fe]	<4600	$> -1{,}5$	<0,2
[Ca/Fe]	<5500	$> -2{,}5$	<0,2
[Fe/H]	<5500	$> -2{,}5$	<0,2
[Ce/Fe]	<4400	$> -1{,}8$	<0,2
[Nd/Fe]	<4400	$> -1{,}8$	<0,2

év^{-1} értékkel (halmaztól függően) eltértek a halmaz átlagos sajátmozgásától, eltávolítottam a listából.

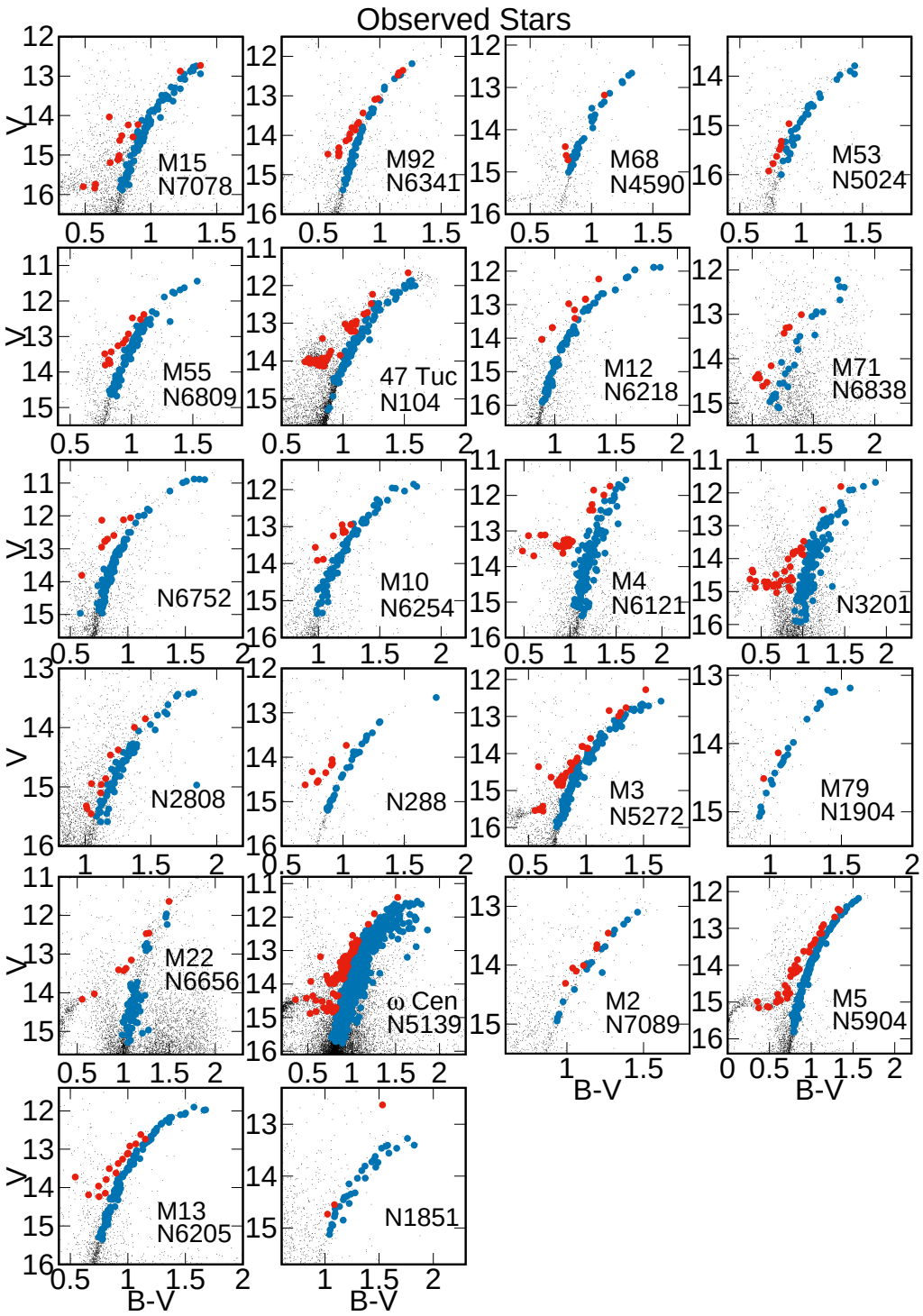
A Masseron et al. (2019)-ben még nem volt lehetőségem a *Gaia* DR2 adatait használni, de a Mészáros et al. (2020)-ban már az itt leírt módszer szerint válogattam ki a halmaztagokat. Ez azt is jelentette, hogy a Mészáros et al. (2020)-ban frissíteni kellett a Masseron et al. (2019)-ben használt csillagok listáját, azonban csak néhány csillagot kellett hozzáadni vagy kitörölni a korábbi listából, ezért a Masseron et al. (2019)-ben bemutatott tudományos eredményeink nem változtak. A Mészáros et al. (2020)-ban közvetlenül felhasználtam a Masseron et al. (2019) elemgyakoriságait és minden ábrát frissítettem, amely tartalmazta azt a tíz északi gömbhalmazt. A dolgozatban is ezek a Mészáros et al. (2020)-ből származó frissített ábrák szerepelnek.

Ezzel a módszerrel összesen 3382 csillagot azonosítottam 44 gömbhalmazban (6.1. táblázat). Azonban néhány gömbhalmaz többszörös populációinak kémiai összetételét nem vizsgáltam, mert bár minden csillagnak meghatároztuk az elemgyakoriságait, de a pontos kémiai összetétel vizsgálatához elengedhetetlen a nagy S/N, ezért minden olyan csillagot kitöröltem a végső analízisből, amelyre S/N $<$ 70. Ezeknek a csillagoknak a kémiai összetétele is elérhető a Mészáros et al. (2020) online táblázataiban. A 44 gömbhalmazból összesen 8 halmazban nem volt legalább öt olyan csillag, amely teljesítette a S/N $>$ 70 feltételt: NGC 4147, NGC 5634, NGC 6316, NGC 6528, NGC 6539, NGC 6760, Pal 6 és Terzan 12. A maradék 36 gömbhalmaz listáját tovább finomítottam a vörösödés figyelembevételével, amit a következő fejezetben részletezek.

6.1.2. Új elemgyakoriságok a BACCHUS-kóddal

Az APOGEE észleléseit a Nidever et al. (2015) által kifejlesztett pipeline redukálta ki, de az elemgyakoriságok meghatározásához a Brussels Automatic Code for Characterizing High accUracy Spectra (BACCHUS) (Masseron et al., 2016) nevű kódot használtuk. A Masseron et al. (2019) és Mészáros et al. (2020) esetében is a fizikai paraméterek közül a $T_{\rm eff}$-t és log g-t én számoltam ki a Mészáros et al. (2015)-ben is alkalmazott módszerrel. Az ASPCAP effektív hőmérsékleteinek alacsony metallicitásnál jelentkező kisebb problémái (Mészáros et al., 2015; Jönsson et al., 2018; Masseron et al., 2019; Nataf et al., 2019) miatt a 2MASS-színindexekből számoltam ki fotometriai $T_{\rm eff}$-értékeket a González Hernández & Bonifacio (2009) egyenletei segítségével.

A felszíni nehézségi gyorsulást a Padova-izokronok (Bertelli et al., 2008, 2009; Marigo et al., 2017) segítségével a csillagok fejlődési állapotát figyelembe véve számoltam ki. A log g-értékeket az izokronokon interpolálva a fotometrikus hőmérsékletek helyénél határoztam meg. A csillagokat AGB/RGB-csoportba osztottam a CMD-n elfoglalt helyük alapján. Ezt összesen 22 gömbhalmazban tudtam megtenni, mert ennyiről szerepeltek fotometriai adatok az ekkorra már publikált végső Stetson-adatbázisban (Stetson et al., 2019). Az AGB/RGB-csillagok pozíciója a CMD-n a 6.1. ábrán látható, ahol piros körök



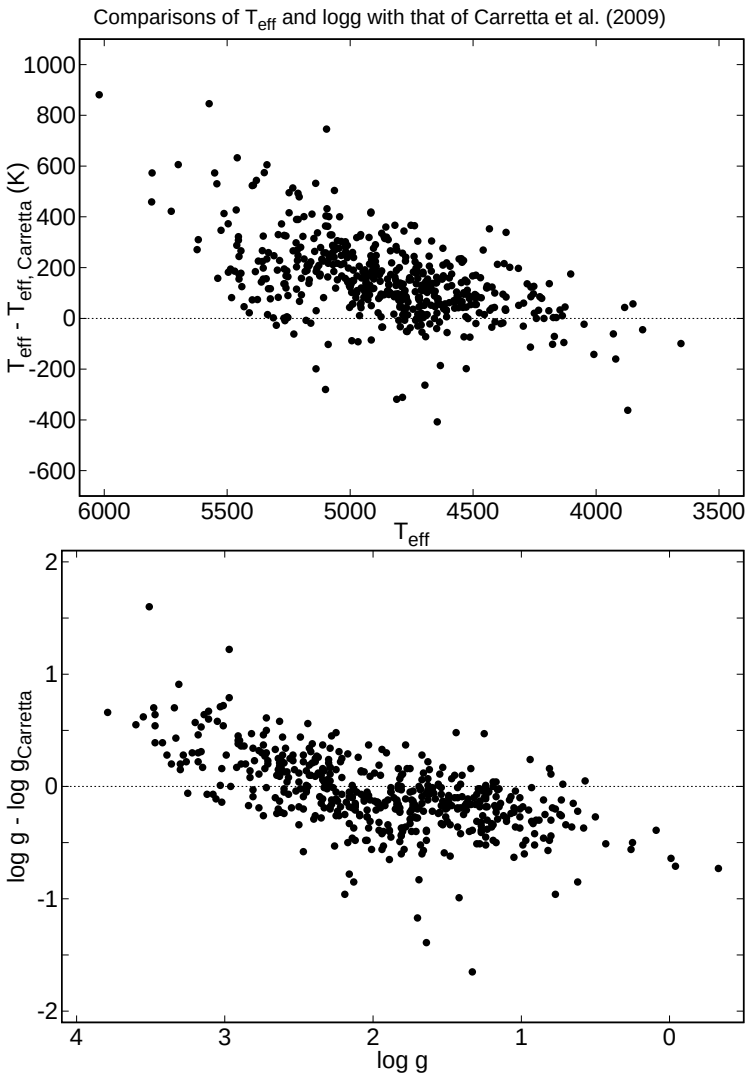
6.1. ábra. *A Stetson et al. (2019) adatbázissal közös 22 gömbhalmaz CMD-je. Piros körök jelölik az AGB/HB-, kék körök az RGB-csillagokat. Forrás: Mészáros et al. (2020)*

jelzik az AGB-, kék körök az RGB-csillagokat. A maradék gömbhalmazok esetében azt feltételeztem, hogy minden csillag az RGB-n helyezkedik el. Mivel az elemgyakoriságok általában kevésbé érzékenyek a log g változására, ez az egyszerűsítés nem okozott jelentősebb hibát. Az összesen 11 elem (C, N, O, Mg, Al, Si, K, Ca, Fe, Ce, Nd) elemgyakoriságait kollégám, Thomas Masseron a BACCHUS kóddal határozta meg, erről a dolgozatban nem számolok be, de a Masseron et al. (2019)-ben részletesen megtalálható a módszerünk leírása.

A fotometrikus hőmérsékletek használata másfajta problémát vet fel, ugyanis magas $E(B-V)$-értékeknél a hőmérséklet pontatlanná válik a halmazon belüli differenciális vörösödés miatt. Ez a probléma a Mészáros et al. (2015)-ben még nem merült fel, mert abban a mintában minden gömbhalmaz

alacsony vörösödésű volt. A fotometrikus $T_{\rm eff}$ nagyon érzékeny már kis $E(B-V)$-változásokra is, ezért a maradék 36 gömbhalmazból nem használtam azokat, amelyeknél az $E(B-V)$ értéke 0,4-nél nagyobb volt. Ezek a gömbhalmazok a következők voltak: NGC 6441, NGC 6522, NGC 6544, NGC 6553 és Terzan 5. A végső katalógusban összesen 31 gömbhalmazból 2283 csillagot használtam fel az Al-Mg és N-C antikorrelációk tanulmányozására. A Mészáros et al. (2020) 2. táblázata tartalmazza a Carretta et al. (2009a)-val közös csillagok általuk használt azonosítóját is.

Az antikorrelációk tulajdonságainak pontos vizsgálatához további ellenőrzéseket vezettem be. Először is a statisztikákból és az ábrákról kihagytam minden felső korlátként azonosított elemgyakoriságot, hogy csak a valós méréseket használjam. Az illesztéshez használt abszorpciós vonalak egy bizonyos, az atomi átmenetre jellemző hőmérséklet felett eltűnnek a spektrumból. A CNO és K esetében nem használtam azokat az elemgyakoriságokat, amelyek 4600 K-nél forróbb csillagok színképéből származtak. A többi elem esetében a hibák csak 5500 K felett kezdenek el jelentősen emelkedni, ezért azoknál ezt a hőmérséklethatárt használtam. Továbbá csak azokat az elemgyakoriságokat vettem figyelembe, amelyeknek a BACCHUS által kiszámolt hibája 0,2 dex-nél kisebb volt. Ezeket a korlátozásokat a 6.2. táblázatban soroltam fel. A Mészáros et al. (2020)-ban publikált, és az ebben a fejezetben bemutatott összes statisztika és ábra is ezekkel a paramétervágásokkal készült. A gömbhalmazok és többszörös populációinak átlagos elemgyakoriságait és szórását a 6.3. táblázatban soroltam fel.



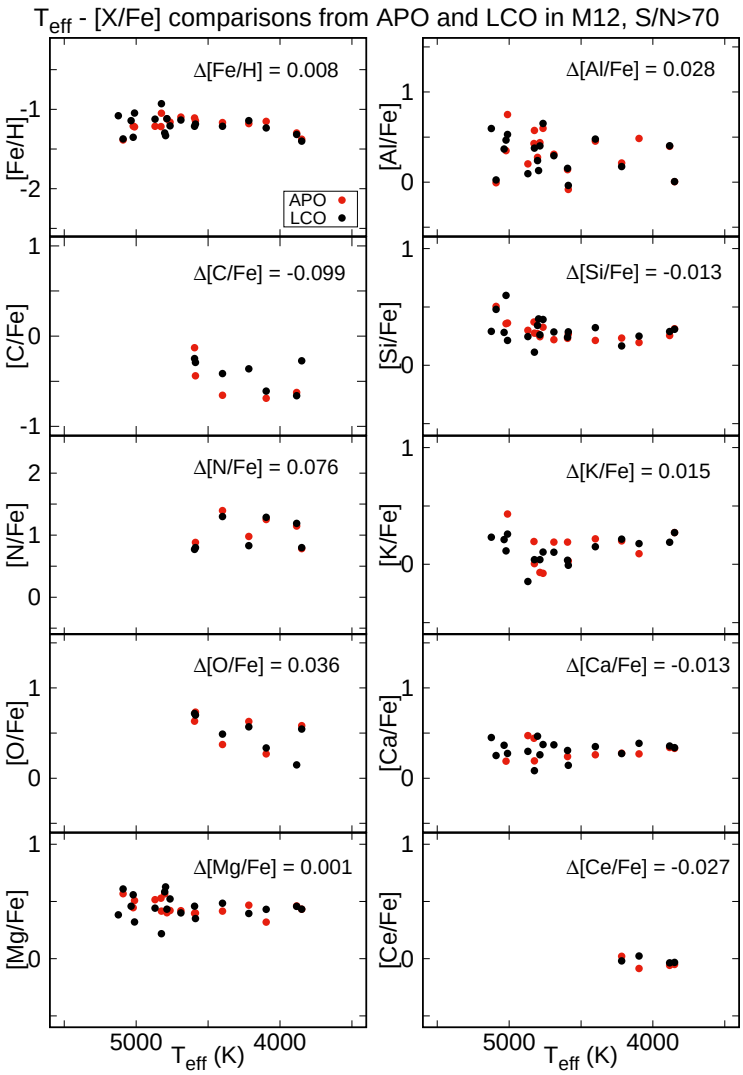
6.2. ábra. *Felső panel: a Mészáros et al. (2020)-ban használt González Hernández & Bonifacio (2009) $T_{\rm eff}$-skála összehasonlítása a Carretta et al. (2009a,b,c) által használt Alonso et al. (1999, 2001) hőmérsékletskálával. Alsó panel: ugyanezen források által használt log g-k összehasonlítása. Forrás: Mészáros et al. (2020)*

A Mészáros et al. (2020)-ban összesen 514 olyan csillagot vizsgáltam, amely szerepelt Carretta et al. (2009a,b,c) katalógusában, a korábbi legnagyobb hasonló gömbhalmazfelmérésben. A nagyszámú közös csillag lehetővé tette a $T_{\rm eff}$- és log g-skála különbözőségének vizsgálatát. A két felmérésből származó paraméterek különbsége a 6.2. ábrán látható. A hőmérsékletek különbsége az eltérő hőmérsékletskálákból adódik. Carretta et al. (2009a,b,c) a régebbi Alonso et al. (1999, 2001) fotometriai hőmérsékleteit használta, amíg a Masseron et al. (2019); Mészáros et al. (2020, 2021)-ben González Hernández & Bonifacio (2009) skáláját alkalmaztam, amely közelebb esik az abszolút hőmérsékletskálához (Casagrande et al., 2010). Mivel a log g az RGB-n erősen korrelál a $T_{\rm eff}$-el, ezért a log g-k különbségét mutató panelen is a $T_{\rm eff}$-hez hasonló eloszlást lehet látni.

6.1.3. Az APO- és az LCO-észlelések összehasonlítása

Az APO és az LCO észleléseiből származó elemgyakoriságoknak azonos skálán kell lenniük ahhoz, hogy a déli és északi gömbhalmazokat megnyugtatóan lehessen együttesen vizsgálni. Ezért mindkét obszervatóriumban pontosan azonos tervezésű spektrográfot használnak (Wilson et al., 2019). Az APOGEE észlelési stratégiáját úgy tervezték meg, hogy több ezer, a teljes atmoszferikus paraméterteret lefedő csillagot észleljenek mindkét spektrográffal (Zasowski et al., 2017).

A mintában egyetlen olyan gömbhalmaz szerepelt, amelyet mindkét obszervatóriumból észleltek, ez az M12 ([Fe/H] = −1,2). A BACCHUS elemgyakoriságait az M12 LCO- és APO-észleléseinek összehasonlításával ellenőriztem. A 6.3. ábrán láthatóak a 21 darab M12-halmaztag BACCHUS elemgyakoriságai a $T_{\rm eff}$ függvényében, a piros körök az APO, a fekete körök az LCO észleléseit jelölik. A két obszervatórium észlelései közötti átlagos különbség 0,001 dex ([Mg/Fe]) és 0,099 dex ([C/Fe]) között változik, ami kiválónak tekinthető. Az összes különbség az átlagos hibával egyenlő vagy annál kisebb, ezért az APO és LCO spektrográfjaival készült spektrumokból származó elemgyakoriságokat közvetlenül össze lehet hasonlítani.



6.3. ábra. *Az APO és LCO által észlelt színképekből meghatározott elemgyakoriságok összehasonlítása az M12 csillagait felhasználva. A két obszervatórium észlelései közötti átlagos különbség a jobb felső sarokban látható. Ezek a különbségek vagy kisebbek az átlagos hibánál, vagy ahhoz közeliek. Forrás: Mészáros et al. (2020)*

A DR16 keretében Jönsson et al. (2020) egy nagyobb fémességtartományt lefedő mintán hasonlította össze az APO és LCO ASPCAP atmoszferikus paramétereit, és arra a következtetésre jutott, hogy a két obszervatórium hibahatáron belül ugyanazokat a paramétereket méri, elhanyagolható szisztematikus különbségekkel.

6.2. A déli és északi gömbhalmazok együttes tanulmányozása

Ebben a fejezetben először az Fe-skálát részletezem, majd pedig az Al-Mg és N-C antikorrelációk tulajdonságait mutatom be. Az analízisben összesen 2283 csillag szerepelt 31 gömbhalmazból a 6.1. fejezetben ismertetett paramétervágások felhasználásával. Eredményeimet a Mészáros et al. (2020)-ben publikáltam.

6.3. táblázat. Az elemgyakoriságok átlaga és szórása. Forrás: Mészáros et al. (2020)

ID	Név	[Fe/H] Carretta	[Fe/H] Pancino	Tömeg 10^3 $M_\odot$	V_{abs}	Kor	[Fe/H] Átlag	[Fe/H] Szórás	[Fe/H][a] Hiba	[Al/Fe] Átlag	[Al/Fe] Szórás
NGC 104	47 Tuc	-0,768	-0,71	779	-9,42	12,8	-0,626	0,107	0,082	0,583	0,129
NGC 288		-1,305	⋯	116	-6,75	12,2	-1,184	0,114	0,059	0,368	0,175
NGC 362		⋯	-1,12	345	-8,43	10,0	-1,025	0,080	0,056	0,241	0,240
NGC 1851		⋯	-1,07	302	-8,33	⋯	-1,033	0,082	0,077	0,192	0,251
NGC 1904	M79	-1,579	-1,51	169	-7,86	12,0	-1,468	0,092	0,062	0,449	0,530
NGC 2808		-1,151	-1,03	742	-9,39	11,2	-0,925	0,101	0,070	0,328	0,446
NGC 3201		-1,512	⋯	149	-7,45	11,1	-1,241	0,102	0,061	0,099	0,345
NGC 4590	M68	-2,265	⋯	123	-7,37	12,7	-2,161	0,100	0,108	0,302	0,419
NGC 5024	M53	⋯	⋯	380	-8,71	12,7	-1,888	0,101	0,108	0,346	0,507
NGC 5053		⋯	⋯	56,6	-6,76	12,3	-2,057	0,095	0,108	0,397	0,447
NGC 5139	ω Cen	⋯	⋯	3550	-10,26	⋯	-1,511	0,205	0,077	0,586	0,533
NGC 5272	M3	⋯	⋯	394	-8,88	11,4	-1,388	0,127	0,068	0,249	0,425
NGC 5466		⋯	⋯	45,6	-6,98	13,6	-1,827	0,070	0,105	0,246	0,663
NGC 5904	M5	-1,340	⋯	372	-8,81	11,5	-1,178	0,102	0,062	0,297	0,346
NGC 6121	M4	-1,168	⋯	96,9	-7,19	13,1	-1,020	0,086	0,042	0,708	0,121
NGC 6171	M107	-1,033	⋯	87	-7,12	13,4	-0,852	0,106	0,076	0,538	0,118
NGC 6205	M13	⋯	⋯	453	-8,55	11,7	-1,432	0,129	0,078	0,536	0,517
NGC 6218	M12	-1,310	⋯	86,5	-7,31	13,4	-1,169	0,094	0,073	0,279	0,164
NGC 6229		⋯	⋯	291	-8,06	⋯	-1,214	0,127	0,038	0,189	0,276
NGC 6254	M10	-1,575	⋯	184	-7,48	12,4	-1,345	0,102	0,074	0,451	0,549
NGC 6341	M92	⋯	⋯	268	-8,21	13,2	-2,227	0,096	0,133	0,562	0,414
NGC 6388		-0,441	⋯	1060	-9,41	11,7	-0,438	0,074	0,152	0,341	0,078
NGC 6397		-1,988	⋯	88,9	-6,64	13,4	-1,887	0,092	0,088	0,451	0,408
NGC 6656	M22	⋯	⋯	416	-8,50	12,7	-1,524	0,112	0,092	0,461	0,407
NGC 6715	M54	⋯	⋯	1410	-9,98	10,8	-1,353	0,039	0,059	0,189	0,499
NGC 6752		-1,555	-1,48	239	-7,73	13,8	-1,458	0,076	0,052	0,634	0,455
NGC 6809	M55	-1,934	⋯	188	-7,57	13,8	-1,757	0,080	0,067	0,358	0,454
NGC 6838	M71	-0,832	⋯	49,1	-5,61	12,7	-0,530	0,112	0,088	0,463	0,099
NGC 7078	M15	-2,320	⋯	453	-9,19	13,6	-2,218	0,121	0,136	0,438	0,446
NGC 7089	M2	⋯	-1,47	582	-9,03	11,8	-1,402	0,069	0,055	0,400	0,464
Pal 5		⋯	⋯	13,9	-5,17	⋯	-1,214	0,085	0,073	0,053	0,130

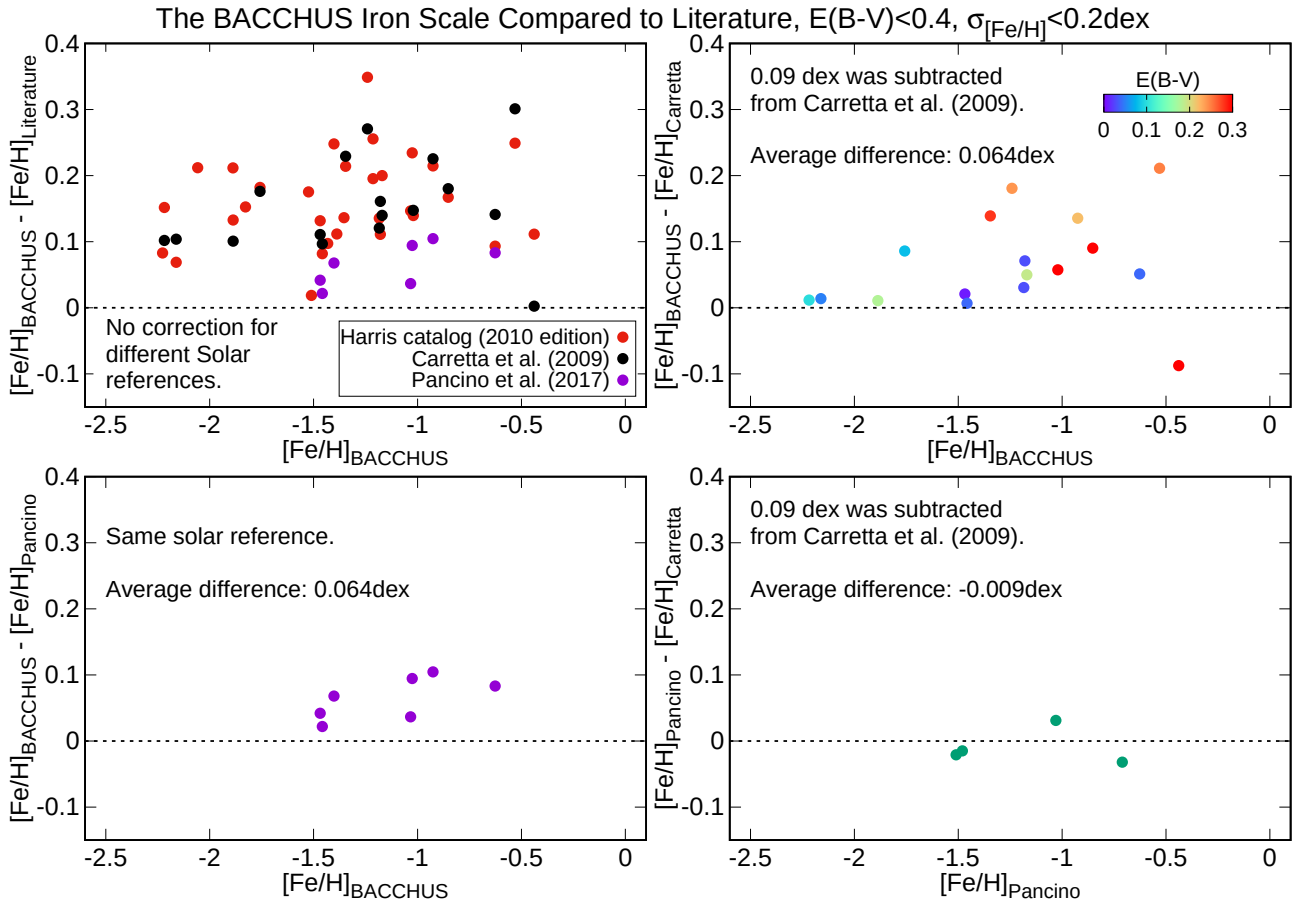
		[Al/Fe] Átlag >0,3dex	[Al/Fe] Átlag <0,3dex	[Al/Fe] Szórás >0,3dex	$f_{enriched}$	S1[b] Átlag	S1[b] Átlag	[N/Fe] Átlag	[N/Fe] Szórás	S2[c] Átlag	S2[c] Szórás
NGC 104	47 Tuc	0,586	⋯	0,128	⋯	0,393	0,074	0,924	0,407	0,486	0,112
NGC 288		0,462	0,175	0,121	⋯	0,418	0,054	0,832	0,341	0,487	0,107
NGC 362		0,468	0,049	0,125	⋯	0,214	0,050	1,038	0,360	0,306	0,112
NGC 1851		0,495	0,033	0,095	⋯	0,251	0,056	1,034	0,355	0,274	0,128
NGC 1904	M79	0,826	-0,136	0,288	0,609	0,248	0,029	⋯	⋯	⋯	⋯
NGC 2808		0,802	0,025	0,341	0,391	0,203	0,056	0,937	0,440	0,327	0,120
NGC 3201		0,635	-0,081	0,198	0,252	0,221	0,053	0,789	0,351	0,37	0,069
NGC 4590	M68	0,648	-0,111	0,207	0,545	0,323	0,093	⋯	⋯	⋯	⋯
NGC 5024	M53	0,917	-0,061	0,182	0,417	0,444	0,101	⋯	⋯	⋯	⋯
NGC 5053		0,772	-0,029	0,208	⋯	0,27	0,127	⋯	⋯	⋯	⋯
NGC 5139	ω Cen	0,935	0,058	0,389	0,603	0,413	0,096	1,273	0,452	0,642	0,177
NGC 5272	M3	0,809	-0,027	0,203	0,331	0,303	0,083	0,861	0,297	0,373	0,187
NGC 5466		⋯	-0,161	⋯	⋯	0,258	0,058	⋯	⋯	⋯	⋯
NGC 5904	M5	0,604	0,010	0,196	0,484	0,307	0,078	1,094	0,393	0,359	0,154
NGC 6121	M4	0,709	⋯	0,121	⋯	0,489	0,064	0,894	0,269	0,376	0,086
NGC 6171	M107	0,538	⋯	0,118	⋯	0,429	0,087	0,911	0,468	0,6	0,123
NGC 6205	M13	0,860	-0,050	0,325	0,644	0,368	0,097	1,248	0,268	0,471	0,116
NGC 6218	M12	0,444	0,154	0,088	⋯	0,373	0,064	1,028	0,347	0,548	0,089
NGC 6229		⋯	0,057	⋯	⋯	0,283	0,056	0,571	0,052	⋯	⋯
NGC 6254	M10	0,981	-0,039	0,265	0,481	0,317	0,066	1,136	0,291	0,512	0,096
NGC 6341	M92	0,770	-0,092	0,197	0,759	0,439	0,087	⋯	⋯	⋯	⋯
NGC 6388		0,381	⋯	0,045	⋯	0,158	0,088	1,020	0,323	0,341	0,098
NGC 6397		0,701	-0,094	0,177	0,686	0,338	0,092	⋯	⋯	⋯	⋯
NGC 6656	M22	0,662	-0,100	0,248	⋯	0,306	0,111	⋯	⋯	⋯	⋯
NGC 6715	M54	⋯	-0,072	⋯	⋯	0,243	0,025	⋯	⋯	⋯	⋯
NGC 6752		0,832	0,004	0,326	0,761	0,365	0,053	1,054	0,197	0,38	0,106
NGC 6809	M55	0,734	-0,066	0,249	0,531	0,378	0,051	1,093	0,102	⋯	⋯
NGC 6838	M71	0,477	⋯	0,088	⋯	0,318	0,080	0,992	0,441	0,661	0,113
NGC 7078	M15	0,752	-0,056	0,231	0,613	0,417	0,097	⋯	⋯	⋯	⋯
NGC 7089	M2	0,785	-0,061	0,212	0,545	0,313	0,048	1,058	0,132	0,413	0,154
Pal 5		⋯	-0,009	⋯	⋯	0,229	0,044	0,699	0,224	0,353	0,087

Note. — Ebben a táblázatban azon 31 gömbhalmaz paramétereinek statisztikája látható, amelyek megmaradtak a 6.1. fejezetben leírt kiválasztási kritériumok alkalmazása után. A szórásérték az átlag körüli szórást jelenti. A halmazok tömegei a Baumgardt & Hilker (2018)-ből, a kor Krause et al. (2016)-ból származik

[a]Az [Fe/H] hibája a halmazon belüli összes csillag hibájának átlaga

[b][(Mg+Al+SI)/Fe]

[c][(C+N+O)/Fe]



6.4. ábra. *A BACCHUS által meghatározott átlagos fémességek és az irodalmi értékek közötti különbség a BACCHUS [Fe/H]-értékének függvényében, az irodalmi források hivatkozásai a bal felső panelben találhatók. A szoláris referenciaértékekre a jobb felső és jobb alsó panelben korrigáltam. A három különböző fémességskála a korrekció után ±0,1 dexen belül megegyezik egymással. Forrás: Mészáros et al. (2020)*

6.2.1. A fémesség új skálájának és szórásának vizsgálata

A csillagok fémtartalmát az Fe elemgyakoriságával szoktuk megfeleltetni (1.1.2. fejezet). Az Fe keletkezésért főképp II-es és Ia típusú szupernóvák felelősek, ezért gyakran használjuk a Tejútrendszer és részei fejlődésének tanulmányozására. Gyakran a kis felbontású spektroszkópiai és fotometriai égboltfelmérő programok is a nagy felbontásúak fémességskáláját használják kalibrációra. A gömbhalmazok fontos szerepet töltenek be az abszolút fémességskála definiálásában, mert legtöbbjük olyan rövid idő alatt alakult ki, hogy hibahatáron belül minden csillaguknak ugyanaz a fémtartalma, ezért segítségükkel pontosan lehet a fémességskála fémszegény tartományát definiálni.

A BACCHUS-fémességeket összesen három irodalmi skálával hasonlítottam össze: a Harris-katalógussal (Harris 1996, 2010-es kiadás), a Carretta-csoport tanulmányával (Carretta et al., 2009c) és a *Gaia*−ESO gömbhalmazaival (Pancino et al., 2017). A négy fémességskála összehasonlítását a 6.4. ábra bal felső paneljén lehet látni. A BACCHUS fémességek átlagosan 0,162 dex-el magasabbak a Harris-katalógusnál, 0,154 dex-el nagyobbak, mint Carretta et al. (2009c), és 0,064 dex-el nagyobbak, mint Pancino et al. (2017). Az optikai és IR [Fe/H] (továbbá [M/H]) közötti ezen eltérés az összes APOGEE-adatpublikálásban megtalálható, és még az ASPCAP-től független $T_{\rm eff}$ és log g használatával sem tűnik el (Mészáros et al., 2015; Masseron et al., 2019). Érdekes, hogy Pancino et al. (2017) is megfigyelt 0,081 dex eltérést abban a hét gömbhalmazban, amelyeket Carretta et al. (2009c) is észlelt. A fémességskálák közötti különbségeket három tényezővel magyaráztam:

1. Az eltérések jelentős részét a különböző szoláris A(Fe) referenciaérték választása okozza. A Harris-katalógus nagy része és Carretta et al. (2009c) a Gratton et al. (2003) által meghatározott

$A(Fe)_{\odot}$ = 7,54 értéket használta. Pancino et al. (2017) és Mészáros et al. (2020) pedig Grevesse et al. (2007) APOGEE által is előnyben részesített értékét vette alapul, ami 7,45. A Pancino et al. (2017) és Carretta et al. (2009c) közötti különbséget tehát gyakorlatilag teljes egészében az eltérő Nap-referenciaérték használata magyarázza, a korrekció után a különbség alig $-0{,}009$ dex-re csökken (6.4. ábra jobb alsó panel). A Mészáros et al. (2020) és Carretta et al. (2009c) közötti különbség $0{,}064\pm0{,}073$ dexre csökken a korrekció után, ami nagyjából megegyezik a két tanulmány hibahatárával.

2. A korrekció utáni állapotot mutatom be a 6.4. ábra jobb felső paneljén, ahol a BACCHUS és Carretta et al. (2009c) különbségét ábrázoltam a gömbhalmazok vörösödésével színezve. Gyenge korreláció látszik az $E(B-V)$ és a fémességek különbsége között, ami abban nyilvánul meg, hogy a magas vörösödésű gömbhalmazok ($E(B-V) > 0{,}2$: NGC 2808, NGC 3201, M10, és M71, de nem M4) esetében a BACCHUS [Fe/H]-értékek magasabbak, mint Carretta et al. (2009c)-é. Ennek több oka is lehet: (1) a gömbhalmazok vörösödése pontatlan, (2) a fotometriai hőmérséklet-kalibráció nem pontos magas vörösödésnél, (3) a González Hernández & Bonifacio (2009) és Alonso et al. (1999, 2001) hőmérsékletskálák szisztematikusan eltérnek egymástól az $E(B-V)$ függvényében, és (4) ezeknek az effektusoknak a kombinációja. A fotometriai hőmérsékletek nagyon érzékenyek az $E(B-V)$ értékére, ezért részletesen nem vizsgáltam azokat a gömbhalmazokat, amelyekre $E(B-V) > 0{,}4$.

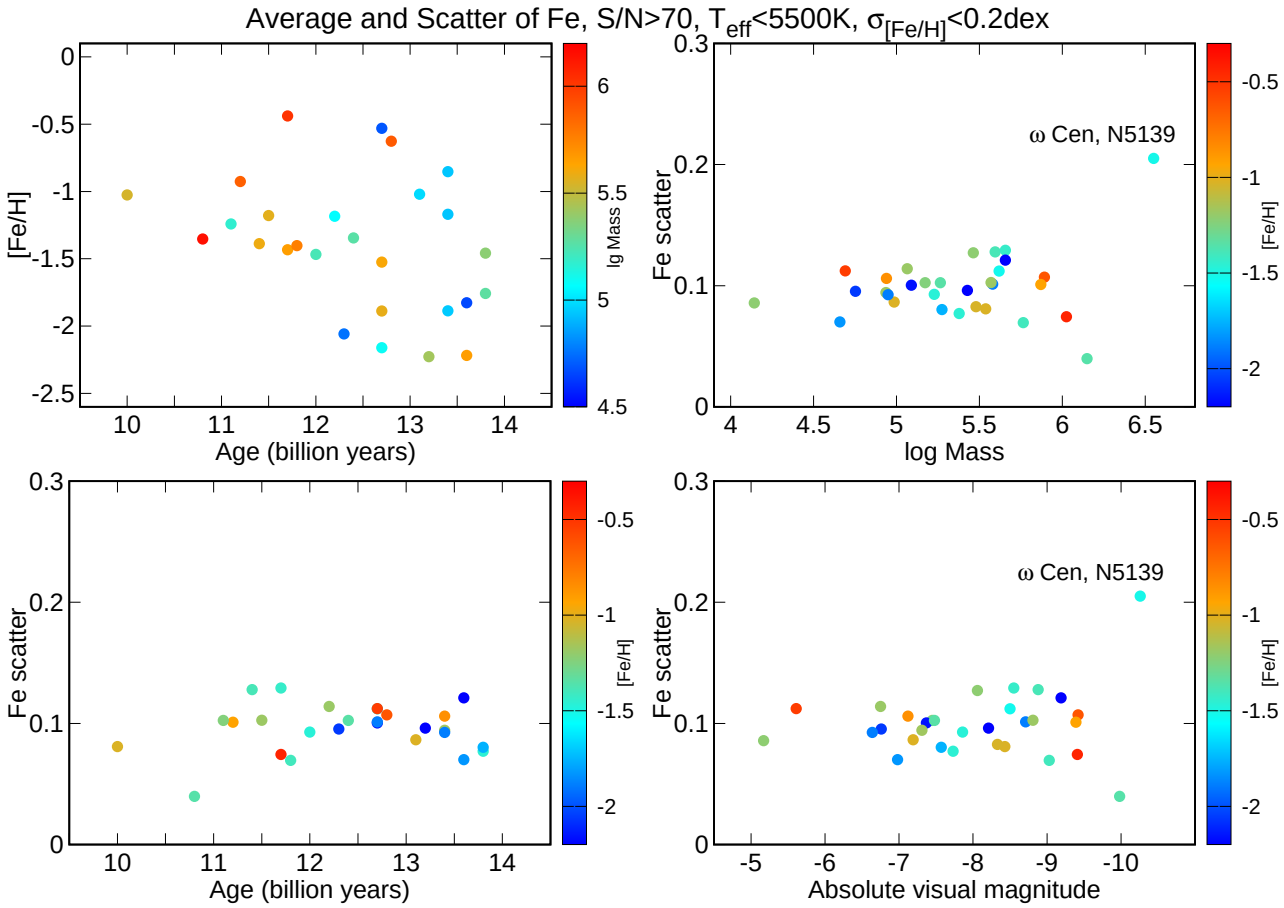
3. Fontos eltérést lehet látni a 6.4. ábra bal alsó paneljén, amely a Mészáros et al. (2020) és Pancino et al. (2017) közötti különbséget mutatja. Az átlagos 0,064 dex eltérés hasonló mértékű ahhoz, amelyet az alacsony vörösödésű gömbhalmazok Carretta et al. (2009c)-vel történő összehasonlításánál is lehet látni. Ez lehet a *Gaia*−ESO spektroszkópiai hőmérsékletei és a González Hernández & Bonifacio (2009) skálája közötti hőmérséklet-különbség eredménye, de valószínűbb, hogy itt már a korábbi APOGEE-adatpublikálások során észlelt, az optikai és IR-fémességek közötti eltérést lehet látni. Ennek oka jelenleg nem ismert, de valószínűleg NLTE- és/vagy 3D-effektusokra történő korrekciók hiányát jelzi, mert az irodalomban általánosan használt 1D LTE-modellatmoszférák nem képesek konzisztens fémességskálát adni az optikai és IR-tartomány között.

A Nap-referenciaértékekre történő korrekció után is 0,064 dex az eltérés Mészáros et al. (2020) és Carretta et al. (2009c) között, és bár a Mészáros et al. (2020) nagyobb mintája lehetőséget adott volna a fémességskála frissítésére a Carretta et al. (2009c)-hoz képest, a fentebb bemutatott szisztematikus eltérések miatt óvatosságra volt szükség. A négy fémességskála összehasonlításából lehet látni, hogy csak 0,2 dexen belül egyeznek, aminek fő oka a különböző hőmérsékletskálák és 3D/NLTE-korrekciók hiánya lehet. A négy fémességskála eltérő szoláris Fe-referenciaértékekre történő korrigálása után arra a következtetésre jutottam, hogy jelenleg az abszolút fémességskálát kb. $\pm0{,}1$ dex pontossággal lehet definiálni. Ez a jövőben csak a 3D/NLTE-korrekciók figyelembevételével pontosítható tovább.

Az [Fe/H] szórásának halmazon belüli mértéke fontos korlátot ad a gömbhalmazok fejlődésének tanulmányozásában. A hibahatárnál nagyobb [Fe/H]-szórást mutató gömbhalmazok kialakulása sokkal több ideig tarthatott, mint a hibahatárnál kisebb szórású társaiké, mert eltelt annyi idő, hogy a II-es és Ia típusú szupernóva-robbanások vassal feldúsíthassák a csillagközi anyagot. A [Fe/H] halmazon belüli becsült átlagos hibáját (a BACCHUS által becsült egyedi hibák átlaga) és a [Fe/H] átlagérték körüli szórását a 6.3. táblázatban soroltam fel.

A szórás/hiba arányt figyelembe véve két kiugró gömbhalmazt találtam a mintában: az ω Cen-t és az NGC 6229-et. Az ω Cen-ről már többszörösen sikerült bebizonyítani, hogy csillagainak fémtartalma nagy tartományon belül változik (Johnson & Pilachowski, 2010; Gratton et al., 2011). Az NGC 6229 esetében azonban valószínűleg arról van szó, hogy egyrészt csak öt halmaztagot sikerült analizálnom, ami miatt a szórás értéke bizonytalan lehet, másrészt pedig a BACCHUS-hibák jelentősen alulbecsültek, az átlagos [Fe/H]-hiba csak 0,038 dex, a legalacsonyabb a 31 gömbhalmaz közül.

A gömbhalmazok fémtartalmának belső szórását a 6.5. ábrán mutatom be a kor, tömeg és abszolút vizuális magnitúdó ($V_{\rm abs}$) függvényében. A halmazok korához Krause et al. (2016) adatbázisát használtam.



6.5. ábra. *A kor-metallicitás korreláció (bal felső panel) és a [Fe/H] halmazon belüli szórása a gömbhalmazok fő paramétereinek függvényében. Az Fe szórása nem korrelál sem a tömeggel (jobb felső panel), se az abszolút fényességgel (jobb alsó panel) vagy a korral (bal alsó panel). Az ω Cen az egyetlen gömbhalmaz a mintában, amelyben jelentős Fe-szórást figyeltem meg. Forrás: Mészáros et al. (2020)*

Alternatívaként Marín-Franch et al. (2009) által meghatározott korok is használhatók, de a két forrás között minimális a különbség. A 6.4. táblázatban foglaltam össze az Fe szórásának korrelációját a fő halmazparaméterek függvényében és annak statisztikai szignifikanciáját a p-érték függvényében. Az átlagos fémtartalom kortól való függése nagyon hasonló ahhoz, amit már Marín-Franch et al. (2009) és Krause et al. (2016) is talált, a fémszegény halmazok általában idősebbek, mint a fémgazdagok.

Carretta et al. (2009c) azt találta, hogy az Fe-szórás függ a halmazok tömegétől és abszolút vizuális fényességétől. Ezt a megfigyelést nem sikerült megerősítenem, a p-értékek elemzése nem mutatta ki, hogy az Fe-szórás függése e két paramétertől statisztikailag szignifikáns lenne, tehát az Fe-szórás nem függ sem a kortól, sem a tömegtől vagy abszolút vizuális fényességtől. Bár a BACCHUS-hibák valamivel magasabbak, mint amit Carretta et al. (2009c) számított, de elég kicsik ahhoz, hogy az észlelésüket meg lehessen erősíteni.

Az Fe szórása 0,04 és 0,129 dex között változik egy kivétellel, az ω Cen esetében a szórás értéke 0,205 dex. Ezt Mészáros et al. (2021)-ben frissítettem, lásd a 7.2.1. fejezetet a részletekért. Az ω Cen kivételével a 30 gömbhalmaz fémességének átlagos szórása 0,096 dex. A valódi szórás kiszámolásához korrigálni kell az átlagos hibára, amelyet négyzetesen kell kivonni a szórásból. A 30 halmazban az átlagos hiba hol kisebb, hol kicsit nagyobb, mint a szórás, ami jelzi, hogy a hibahatárhoz közeli szórást mértem. Az egyszerűség kedvéért feltettem, hogy az átlagos hiba egyenlő a szórással, így a valódi belső Fe-szórásra 0,068 dexet kaptam. Carretta et al. (2009c) 0,048 dexet kapott a mintájukban szereplő 19 gömbhalmazra, a Mészáros et al. (2020)-al közös halmazok esetében én 0,065 dexet számítottam. Ez a valódi Fe-szórás valamivel nagyobb, mint Carretta et al. (2009c)-é, aminek oka az lehet, hogy az APOGEE-spektrográf felbontása kisebb, mint amit ők használtak a VLT-n.

6.4. táblázat. A paraméterpárok korrelációja. Forrás: Mészáros et al. (2020)

Paraméter Pár	N	a	b	r	p-érték	Megjegyzés
Fe-átlag − kor	27	⋯	⋯	⋯	⋯	Nem-lineáris korreláció, 6.2.1. fejezet
Fe-szórás − log(tömeg)	30	-0,002690	0,110497	-0,0615	0,7468	Nincs korreláció, ω Cen nélkül
Fe-szórás − $V_{\rm abs}$	30	0,001578	0,108669	0,0915	0,6306	Nincs korreláció, ω Cen nélkül
Fe-szórás − kor	27	0,001722	0,074533	0,0884	0,6610	Nincs korreláció
N_{SG}/N_{tot} − [Fe/H]	16	-0,182509	0,249953	-0,4899	0,0541	Gyenge/nincs korreláció, 6.2.2. fejezet
N_{SG}/N_{tot} − log(tömeg)	16	-0,013256	0,613653	-0,0348	0,8982	Nincs korreláció
N_{SG}/N_{tot} − $V_{\rm abs}$	16	0,020454	0,710909	0,1328	0,6239	Nincs korreláció
N_{SG}/N_{tot} − kor	15	0,105273	-0,770896	0,6850	0,0048	Erős korreláció, 6.2.2. fejezet
Al-szórás − [Fe/H]	31	⋯	⋯	⋯	⋯	Nem-lineáris korreláció, 6.2.4. fejezet
Al-szórás − log(tömeg)	10	0,071677	0,054672	0,7426	0,0139	Közepes korreláció, [Fe/H]$< -1,5$, 6.2.4. fejezet
Al korrigált szórás − log(tömeg)	9	0,099891	-0,310714	0,8134	0,0077	Közepes korreláció, [Fe/H]$< -1,5$, 6.2.4. fejezet
Al-szórás − $V_{\rm abs}$	10	-0,030952	0,190358	-0,6809	0,0301	Közepes korreláció, [Fe/H]$< -1,5$, 6.2.4. fejezet
Al korrigált szórás − $V_{\rm abs}$	9	-0,038668	-0,082526	-0,7091	0,0324	Közepes korreláció, [Fe/H]$< -1,5$, 6.2.4. fejezet
Al-szórás − kor	27	⋯	⋯	⋯	⋯	Nem-lineáris korreláció, 6.2.4. fejezet
Mg+Al+Si-átlag − [Fe/H]	31	-0,050382	0,254633	-0,2851	0,1200	Nincs korreláció
Mg+Al+Si-átlag − log(tömeg)	31	-0,000689	0,327513	-0,0041	0,9825	Nincs korreláció
Mg+Al+Si-átlag − $V_{\rm abs}$	31	0,002073	0,340408	0,0299	0,8731	Nincs korreláció
Mg+Al+Si-átlag − kor	27	0,053967	-0,341424	0,6468	0,0003	Erős korreláció, 6.2.4. fejezet
Mg+Al+Si-szórás − [Fe/H]	31	-0,016603	0,049214	-0,3227	0,0767	Gyenge/nincs korreláció, 6.2.4. fejezet
Mg+Al+Si-szórás − log(tömeg)	31	0,003140	0,055162	0,0641	0,7323	Nincs korreláció
Mg+Al+Si-szórás − $V_{\rm abs}$	31	-0,001116	0,063077	-0,0553	0,7689	Nincs korreláció
Mg+Al+Si-szórás − kor	27	0,006675	-0,009527	0,2737	0,1671	Nincs korreláció
N-szórás − [Fe/H]	21	0,187394	0,52432	0,5341	0,0126	Közepes korreláció, 6.2.5. fejezet
N-szórás − log(tömeg)	21	0,030739	0,144789	0,1367	0,5546	Nincs korreláció
N-szórás − $V_{\rm abs}$	21	-0,012339	0,211891	-0,1345	0,5611	Nincs korreláció
N-szórás − kor	17	-0,024625	0,621128	-0,2533	0,3266	Nincs korreláció
C+N+O-átlag − [Fe/H]	19	0,015709	0,45331	0,0431	0,8609	Nincs korreláció
C+N+O-átlag − log(tömeg)	19	-0,013718	0,50998	-0,0650	0,7915	Nincs korreláció
C+N+O-átlag − $V_{\rm abs}$	19	0,015851	0,56303	0,1841	0,4506	Nincs korreláció
C+N+O-átlag − kor	16	0,060981	-0,30185	0,6011	0,0138	Közepes korreláció, 6.2.5. fejezet
C+N+O-szórás − [Fe/H]	19	-0,029856	0,085138	-0,3024	0,2083	Nincs korreláció
C+N+O-szórás − log(tömeg)	18	0,024809	-0,017488	0,4207	0,0821	Nincs korreláció, ω Cen nélkül, 6.2.5. fejezet
C+N+O-szórás − $V_{\rm abs}$	18	-0,010535	0,031638	-0,4656	0,0515	Nincs korreláció, ω Cen nélkül, 6.2.5. fejezet
C+N+O-szórás − kor	16	-0,006833	0,198537	-0,24	0,3706	Nincs korreláció

Note. — A korreláció mértékét a $f(x) = a \cdot x + b$ egyenlet illesztésével határoztam meg. A p-érték annak a valószínűsége, hogy találunk egy olyan mintát, amely statisztikai szempontból legalább olyan extrém értéket vesz fel, mint a próbastatisztika, ha feltételezzük, hogy a nullhipotézis igaz. N: a statisztikában szereplő gömbhalmazok száma

Az ω Cen-en kívül több más gömbhalmazban is fedeztek fel a hibahatárnál jelentősen nagyobb Fe-szórást, ezek a következők: NGC 1851, NGC 362, NGC 5286, NGC 5824, M19, M22, M54, M75, M2 (Da Costa, 2016), valamint Terzan 5 (Massari et al., 2014). Ezek közül az APOGEE-val a következő négy gömbhalmazt tudtam vizsgálni: M22, M2, NGC 362 és NGC 1851. Az M2-ben Yong et al. (2014); Lardo et al. (2016) figyelt meg jelentős Fe-szórást, de a fémgazdag M2-populáció ([Fe/H] $\approx -1,0$ dex) a teljes halmaz alig 1%-át teszi ki. Az M2-ben csak 0,06 dex Fe-szórást számoltam, ami konzisztens azzal, hogy az APOGEE csak a fő populációból észlelt csillagokat, a fémgazdag populációból egyetlen csillag sem található meg a Mészáros et al. (2020) mintában (hasonlóan a Mészáros et al. (2015)-höz).

Az M22-ben, NGC 362-ben és NGC 1851-ben is a hibahatárhoz közeli Fe-szórást mértem, és ezzel a nagy számú észlelt csillag ellenére sem tudtam megerősíteni az irodalmi magas Fe-szórást. A nagy Fe-szórást ezekben a halmazokban mások is vitatták, mert mesterségesen is elő lehetett azt állítani az elemgyakoriság meghatározására alkalmazott módszerekkel (Mucciarelli et al., 2015b; Lardo et al., 2016). Ezen kívül maradt még két gömbhalmaz, az M54 (Carretta et al., 2010a) és a Terzan 5 (Massari et al., 2014), azonban ezekben viszonylag kevés csillagot észlelt az APOGEE a Mészáros et al. (2020) írásának időpontjáig, ami miatt az Fe-szórását nem tudtam kielégítően vizsgálni. A Terzan 5 esetében a magas $E(B-V)$ is akadályozta a pontos elemgyakoriságok meghatározását a $T_{\rm eff}$ bizonytalansága miatt.

6.2.2. Az Al-Mg antikorreláció

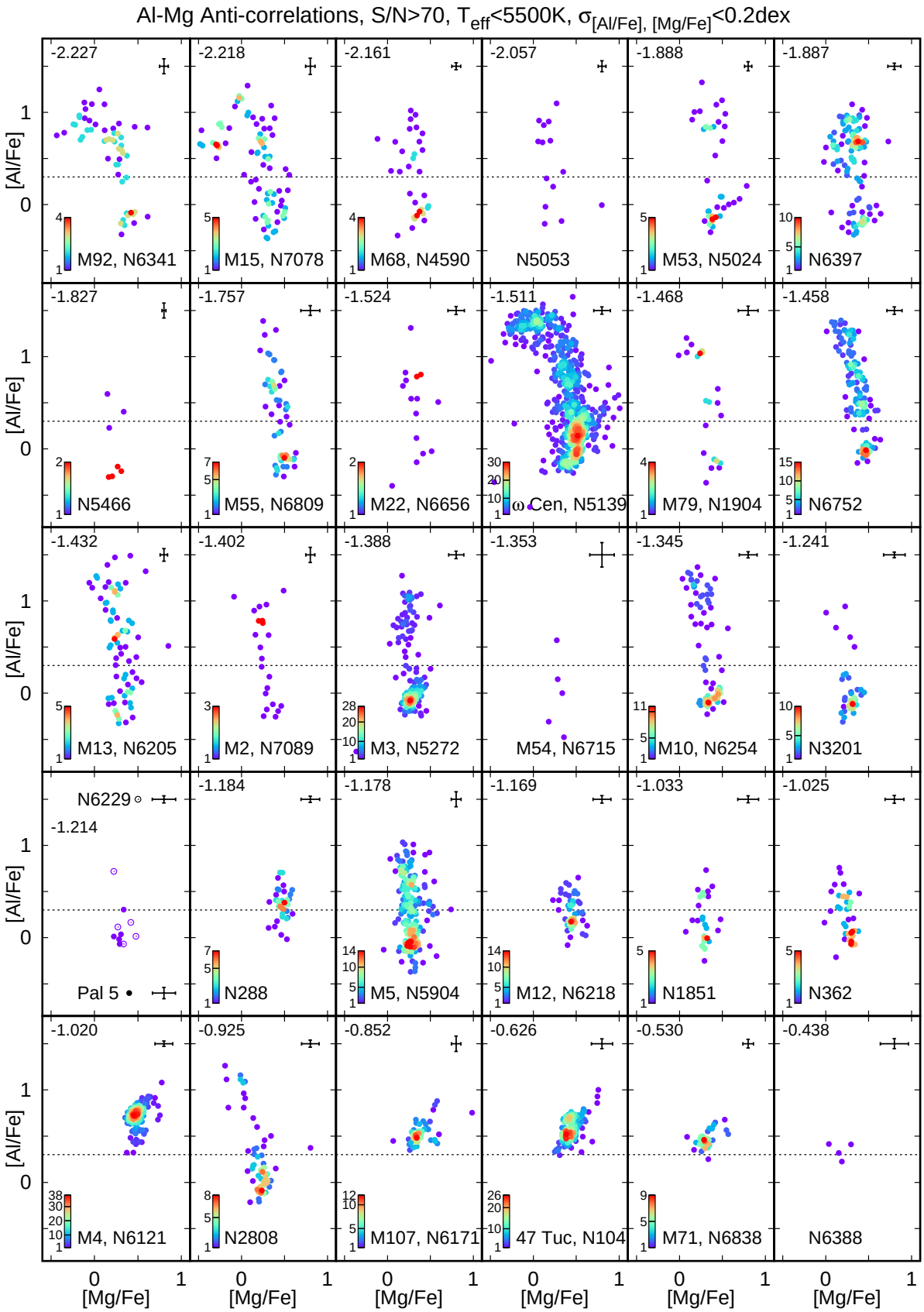
A magas hőmérsékleten ($>60-70$ millió K) lezajló Mg$-$Al-ciklus eredményeképp jön létre az Al-Mg antikorreláció. Az AGB-elméletben (Ventura et al., 2001) közepes, $4-8\,M_{\odot}$ tömegű AGB-csillagok csillagszele (Ventura et al., 2001) szórja szét a mag körüli régióban létrejött Al-ben gazdag anyagot a csillagközi térbe. Az elmélet jóslata szerint a nagy fémtartalmú csillagokban az Mg$-$Al-ciklus lelassul, vagy teljesen leáll, ezért nincs jelentős Al-szórás azokban a gömbhalmazokban. Az alacsony és nagy fémtartalmú gömbhalmazok Al szórása közti jelentős különbséget először Shetrone (1996) fedezte fel. Az AGB-elmélet jóslataira a Mészáros et al. (2015)-ben találtam meggyőző bizonyítékot. Az Al-Mg antikorreláció alakját és az Al-szórását a Mészáros et al. (2020)-ban minden korábbinál részletesebben sikerült vizsgálnom, köszönhetően annak, hogy az APOGEE sok gömbhalmazt észlelt a déli és északi égbolton, és lehetőség nyílt ezeket mind közös elemgyakoriság-skálára hozni.

A 31 gömbhalmaz Al-Mg antikorrelációját, Al-Si korrelációját és Si-Mg antikorrelációját a 6.6., 6.7. és 6.8. ábrákon mutatom be. Két olyan gömbhalmaz Al-eloszlását is sikerült megfigyelni, amelyekről korábban nem készült ilyen mérés: NGC 6229 és Pal 5. Mindkét halmazban összesen 5 csillag elemgyakoriságát sikerült megbízhatóan megállapítanom, ami ahhoz nem volt elég, hogy az Al-Mg antikorrelációt egyértelműen kirajzoljam, de az Al nagy szórása erősen utal a Mg$-$Al-ciklus múltbeli jelenlétére. Az antikorreláció szinte mindegyik halmazban megfigyelhető, kivéve a legfémgazdagabbakat. A határ, ahol az Al szórása már nem nagyobb, mint az átlagos hibahatár, az $-1,2 <$ [Fe/H] < -1 dex tartományban fekszik.

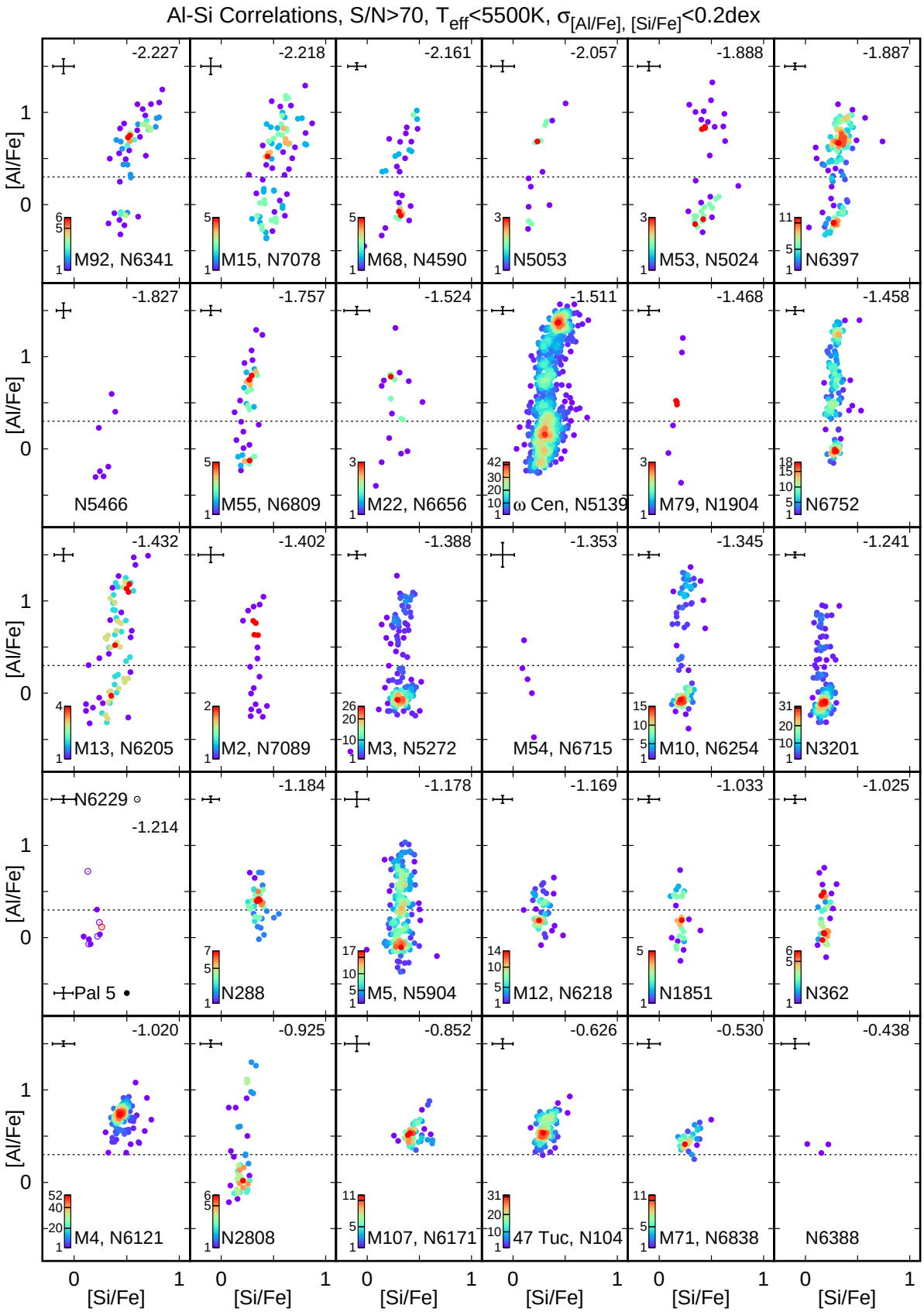
Az ennél fémszegényebb gömbhalmazokban az [Mg/Fe] 0,2 és 0,6 dex között változik, ami sokkal kisebb, mint az [Al/Fe] tartománya, amely -0,4 és 1,6 dex közötti értékeket is felvehet. Ezekben a gömbhalmazokban az Al-Mg antikorrelációban egyértelműen kirajzolódik a Mg$-$Al-ciklus múltbeli működése. Az Mg és az Al közötti nagy különbség abban rejlik, az Mg-ből abszolút értelemben sokkal több van a csillagokban, mint az Al-ból, ezért már viszonylag kevés Mg-ből termelt Al is jelentősen megemeli a relatív elemgyakoriság mértékét. Az Mg esetében a logaritmikus skálán kevésbé látszódik a változás.

A 10 északi gömbhalmaz első tanulmányozása során az XD-algoritmussal meghatározott populációk Al tartalma alapján arra a következtetésre jutottam, hogy az FG- és SG-csillagok általában az [Al/Fe] = 0,3$-$0,4 dex körüli értéken válnak el egymástól (Mészáros et al., 2015). Mivel egy [Al/Fe] = 0,3 dex vágással könnyen el lehet választani az FG- és SG-csillagokat, a Mészáros et al. (2020)-ban már nem az XD-algoritmussal azonosítottam az FG- és SG-csillagokat. Ehelyett a 6.6. ábrán látható sűrűségtérképet és az [Al/Fe] eloszlásának hisztogramját használtam a többszörös populációk azonosítására. Ennek oka az volt, hogy a gömbhalmazok többsége vagy bimodális, vagy folytonos Al-eloszlást mutatnak és utóbbiban az XD-algoritmussal is bizonytalan a két populáció elválasztása. Bár lehetséges, hogy a folytonos gömbhalmazokban kettőnél több populáció található, ezeket semmilyen algoritmussal sem lehet megtalálni, mert bármilyen potenciális észlelési zaj vagy mérési hiba (még ha 0,1 dex alatt is van) eltüntetheti ezeknek a populációknak a nyomát. Ezért az [Al/Fe] = 0,3 dex vágással választottam el a FG- és SG-csillagokat egymástól, ami egyszerűsített képet adott a populációk azonosításáról és az FG/SG-csillagok számának arányáról.

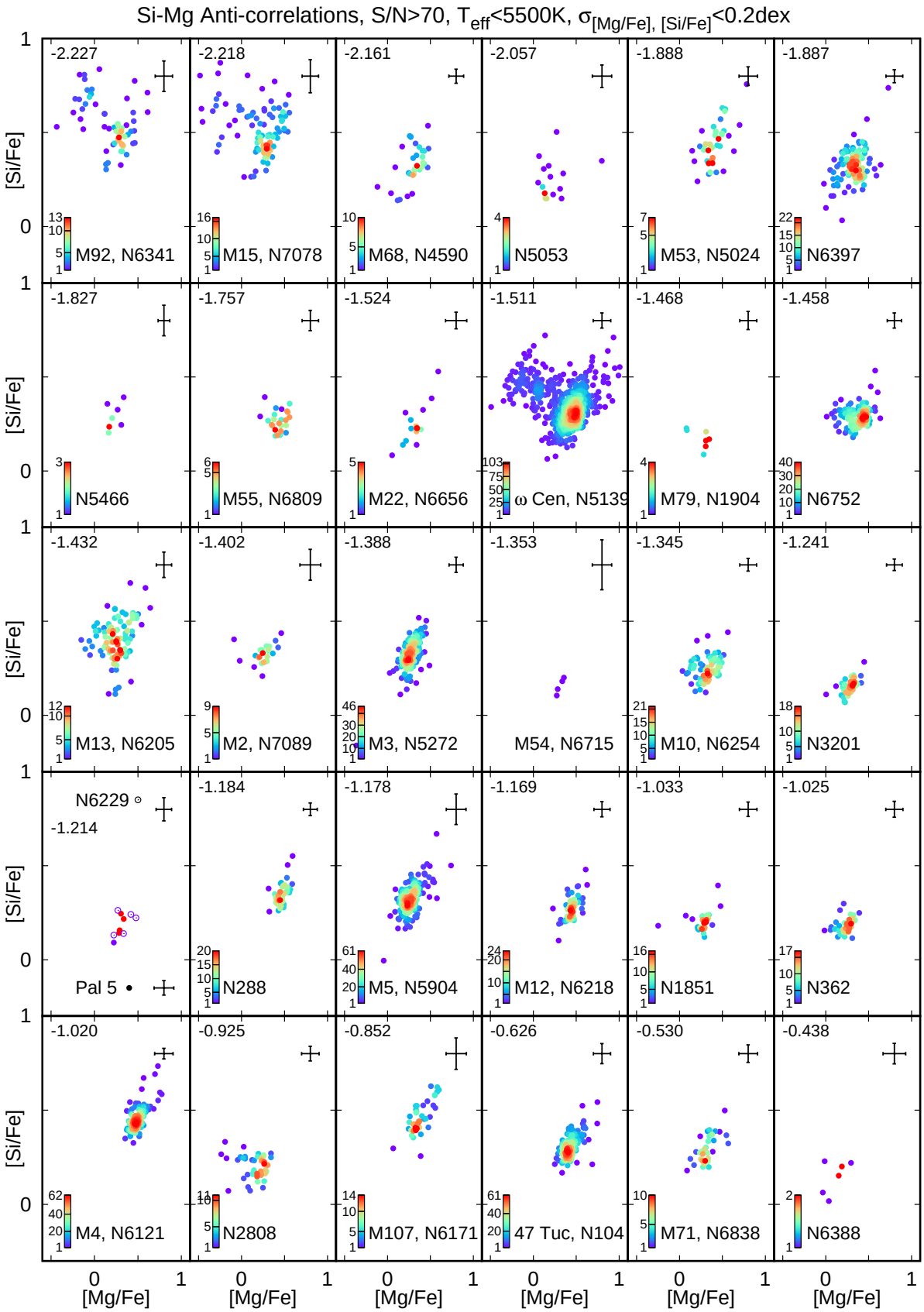
A 6.6., 6.7. és 6.8. ábrákon látható elempárokat elemgyakoriság-párokat a [$\pm$0,05 dex, $\pm$0,05 dex] környezetükbe eső elemgyakoriság-párok száma szerint színeztem, ezzel létrehozva az elempárok sűrűségprofilját. Ezeken az ábrákon az [Al/Fe] = 0,3 dex határt szaggatott vonallal jelöltem. Ez a módszer nem képes a különböző populációkhoz köthető sűrűsödések azonosítására az Al$-$Mg-eloszláson, ha az észlelt csillagok száma alacsony (NGC 5466, M54, Pal 5, NGC 6229, NGC 6388), de a legtöbb gömbhalmazban elég sok csillagok észlelt az APOGEE ahhoz, hogy hatékonyan kirajzolódjanak a többszörös populációk. Hasonló módszert alkalmazott Carretta et al. (2012) is, aki azt találta, hogy az NGC 6752 kémiai összetételének eloszlása is folytonos, de a populációk jól beazonosítható elemgyakoriságok körül csoportosulnak. A legfémgazdagabb gömbhalmazokban (M4, M107, 47 Tuc és M71) az Al szórása a hibahatár környéki értéket vesz fel ($\sigma_{\mathrm{[Al/Fe]}} < 0,2$ dex), és ezekben a halmazokban a sűrűségprofil is egyetlen [Al/Fe] érték körül összpontosul.



6.6. ábra. *A 31 gömbhalmazban megfigyelt Al-Mg antikorreláció. Az NGC 6229 és Pal 5 halmazokat az egyszerűség kedvéért egy panelen ábrázoltam. A paneleken lévő pontok színe az adott elemgyakoriság-páros [±0,05 dex, ±0,05 dex] környezetébe eső csillagok számát jelöli. Az [Al/Fe] = 0,3 dex értéknél húzott vízszintes szaggatott vonal az FG- és SG-csillagok megkülönböztethetőségét segíti. A gömbhalmazokat csökkenő fémtartalom szerint rendeztem, amit a panelek bal felső sarkában tüntettem fel. Forrás: Mészáros et al. (2020)*

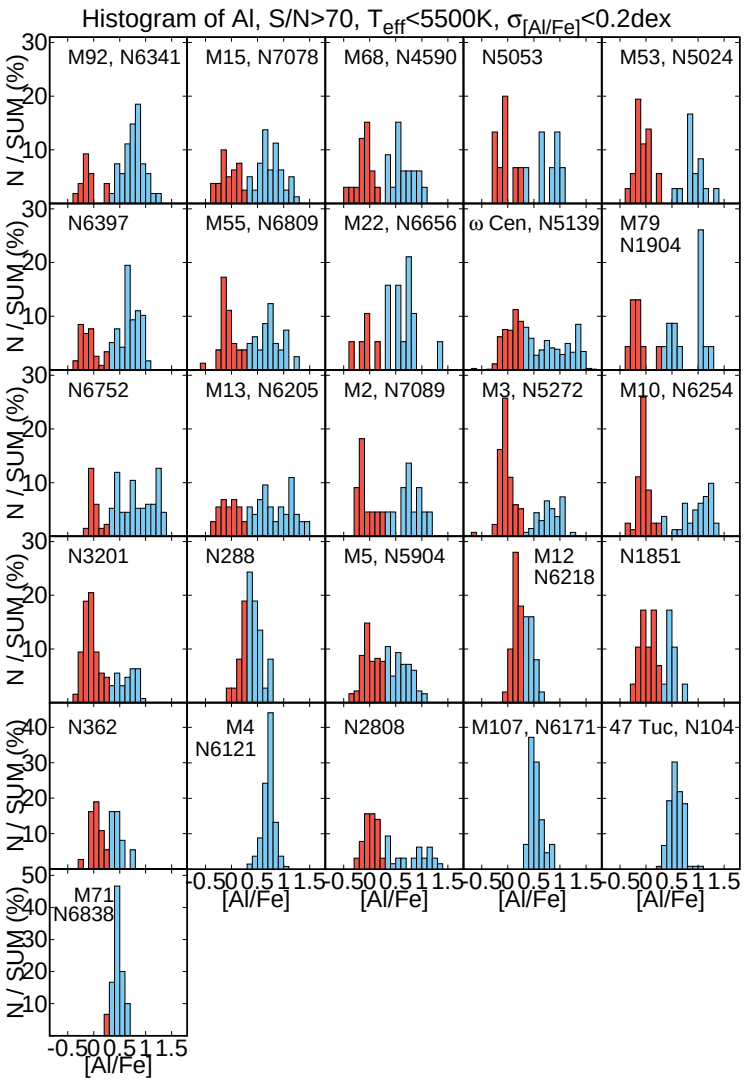


6.7. ábra. *A 31 gömbhalmazban megfigyelt Al-Si korreláció. Az NGC 6229 és Pal 5 halmazokat az egyszerűség kedvéért egy panelen ábrázoltam. A paneleken lévő pontok színe az adott elemgyakoriság-páros [±0,05 dex, ±0,05 dex] környezetébe eső csillagok számát jelöli. Az [Al/Fe] = 0,3 dex értéknél húzott vízszintes szaggatott vonal az FG- és SG-csillagok megkülönböztethetőségét segíti. A gömbhalmazokat csökkenő fémtartalom szerint rendeztem, amit a panelek bal felső sarkában tüntettem fel. Forrás: Mészáros et al. (2020)*



6.8. ábra. *A 31 gömbhalmazban megfigyelt Mg-Si antikorreláció. Az NGC 6229 és Pal 5 halmazokat az egyszerűség kedvéért egy panelen ábrázoltam. A paneleken lévő pontok színe az adott elemgyakoriság-páros [±0,05 dex, ±0,05 dex] környezetébe eső csillagok számát jelöli. Az [Al/Fe] = 0,3 dex értéknél húzott vízszintes szaggatott vonal az FG- és SG-csillagok megkülönböztethetőségét segíti. A gömbhalmazokat csökkenő fémtartalom szerint rendeztem, amit a panelek bal felső sarkában tüntettem fel. Forrás: Mészáros et al. (2020)*

Ha $\sigma_{[Al/Fe]} > 0,4$ dex, akkor a gömbhalmazoknak az Al-Mg antikorreláción mutatott sűrűségprofilja halmazról halmazra nagy változást mutat. Vannak halmazok, amelyekben az FG-csillagok egyetlen [Al/Fe] elemgyakoriság körüli kis tartományban összpontosulnak, ezek a következők: NGC 6752, M3, M10, M5, NGC 3201, NGC 2808 és talán az M68. Más, hasonlóan nagy Al-szórást mutató gömbhalmazok nem követik ezt a mintát: M15, M92, M79, M2, M13, M55, és M53, aminek az oka halmazról halmazra változik. Az M15-ben és M92-ben az FG-csillagok [Mg/Fe]-eloszlása nagy tartományt fed le egyértelmű sűrűsödés nélkül. Az M79-ben és az M2-ben túl kevés az FG-csillag ahhoz, hogy az első generációs csillagok Al−Mg-eloszlását vizsgálni lehessen. Az M13-ban az FG-csillagok Al-eloszlása teljesen folytonos egyetlen sűrűsödés nélkül, míg M55 és M53 csak kis sűrűsödést mutat [Al/Fe] = 0,3 dex alatt. Az ω Cen-t a 7.2.2. fejezetben részletezem. Úgy tűnik, hogy nincs egyértelmű összefüggés az FG-csillagok Al-Mg antikorreláción bekövetkező sűrűsödése és a gömbhalmazok fémtartalma között.



6.9. ábra. *Az Al-eloszlás hisztogramja 0,1 dex bint használva. Az FG-csillagokat ([Al/Fe] < 0,3 dex) pirossal, az SG-csillagokat ([Al/Fe] > 0,3 dex) kékkel jelöltem. Forrás: Mészáros et al. (2020)*

Az [Al/Fe]-hisztogram segíthet az SG-csillagok eloszlásának tanulmányozásában az Mg és Si esetleges nagyobb szórásának összeintegrálásával. Ezt a hisztogramot a 6.9. ábrán lehet látni, ahol 0,1 dexes bint alkalmaztam. Csak azok a gömbhalmazok láthatók, amelyekben elegendő csillagot észleltek a hisztogram elkészítéséhez. A hisztogramot a gömbhalmazokban található összes csillag számára normalizáltam. Amíg a sűrűségtérképek részletesebb képet adnak az Al, Si, Mg eloszlására, a hisztogram segít az Al-csúcsok megtalálásában akkor is, ha az [Si/Fe], és [Mg/Fe] elemgyakoriságok hiányoznak. A többszörös populációk azonosítására egymást kiegészítve a 6.6., 6.7. ábrákon látható sűrűségtérképeket és a 6.9. ábrán látható Al-hisztogramot használtam. A gömbhalmazokban található többszörös populációk számát és rövid magyarázatukat a 6.5. táblázatban soroltam fel.

A gömbhalmazok bimodális és folytonos Al-eloszlását először Carretta et al. (2009b) figyelte meg, majd az APOGEE északi gömbhalmazaiban sikerült ezeket az eloszlásokat még pontosabban felmérnem (Mészáros et al., 2015). A Mészáros et al. (2020)-ban ezt a jelenséget minden korábbinál több gömbhalmazban tudtam tanulmányozni. Az észlelt csillagok nagyobb száma miatt a korábbinál összetettebb kép rajzolódott ki, például a Mészáros et al. (2015)-ben egyértelműen bimodális M3 és M53 két csillagcsoportja között több közepes [Al/Fe] elemgyakoriságú csillagot sikerült felfedeznem. Bár mindkét halmaz továbbra is főképp bimodális Al-eloszlású, a frissített mintában az M53 esetében tisztább a bimodalitás, mint az M3-ban.

A klasszikus bimodális/folytonos felosztást tovább bonyolítja az a megfigyelés, hogy több gömbhalmazban bár folytonos az eloszlás, de a sűrűségtérképen egyértelműen lehet azonosítani olyan [Al/Fe]-

6.5. táblázat. A többszörös populációk száma az [Al/Fe]-értékük alapján. Forrás: Mészáros et al. (2020)

ID	Név	N_P	Leírás
NGC 104	47 Tuc	1	Al-eloszlás hibahatáron
NGC 288		2?	Kicsi Al-eloszlás
NGC 362		2	Kicsi Al-eloszlás
NGC 1851		2	Kicsi Al-eloszlás
NGC 1904	M79	3	Trimodális, de több adat szükséges
NGC 2808		2	Folytonos
NGC 3201		2	Bimodális/folytonos?
NGC 4590	M68	2	Bimodális
NGC 5024	M53	2	Bimodális
NGC 5053		2?	Bimodális, de több adat szükséges
NGC 5139	ω Cen	3	Folytonos több csúccsal
NGC 5272	M3	2	Bimodális
NGC 5466		···	Nincs elég adat
NGC 5904	M5	2	Folytonos
NGC 6121	M4	1	Al-eloszlás hibahatáron
NGC 6171	M107	1	Al-eloszlás hibahatáron
NGC 6205	M13	2	Folytonos több csúccsal
NGC 6218	M12	2?	Kicsi Al-eloszlás
NGC 6229		···	Nincs elég adat
NGC 6254	M10	2	Bimodális
NGC 6341	M92	2	Folytonos réssel és Al visszafordulással
NGC 6388		1	Al-eloszlás hibahatáron, de több adat szükséges
NGC 6397		2	Bimodális
NGC 6656	M22	···	Nincs elég adat
NGC 6715	M54	···	Nincs elég adat
NGC 6752		4	Folytonos réssel és több csúccsal
NGC 6809	M55	2	Folytonos réssel
NGC 6838	M71	1	Al-eloszlás hibahatáron
NGC 7078	M15	2	Folytonos Al visszafordulással
NGC 7089	M2	2	Folytonos, de több adat szükséges
Pal 5		···	Nincs elég adat

Note. — A populációk számát kizárólag az Al-eloszlás felhasználásával határoztam meg. A legfémgazdagabb gömbhalmazokban nincs szignifikáns Al-szórás, azonban az N eloszlása bizonyítja a többszörös populációk jelenlétét.

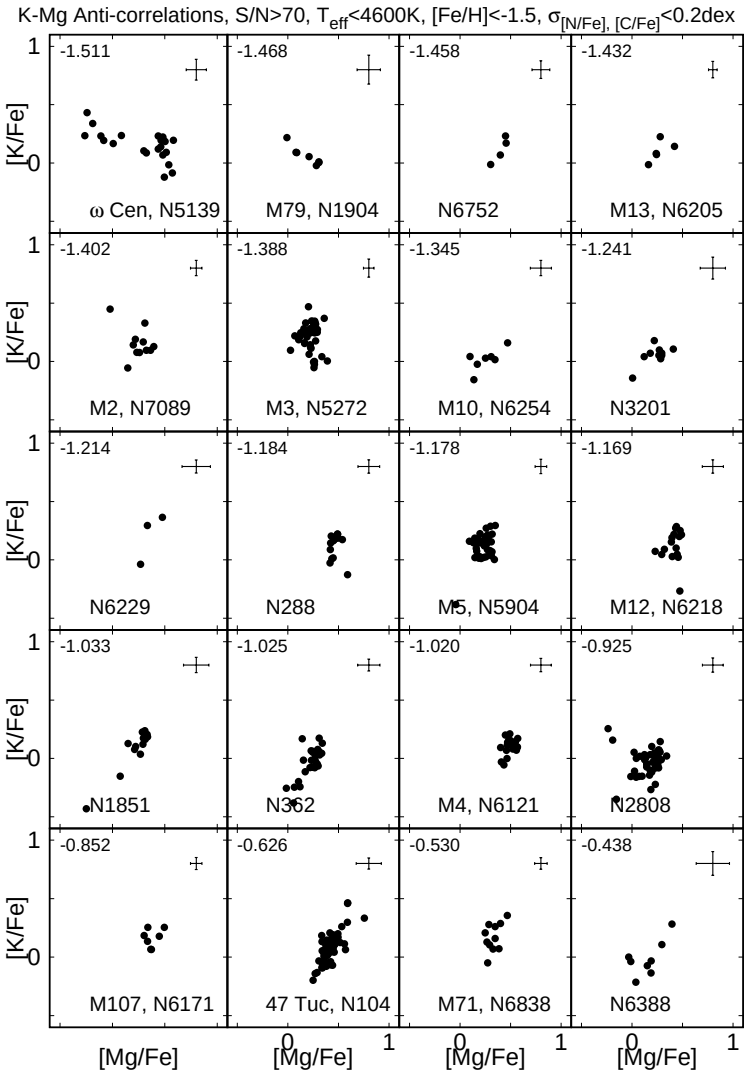
értékeket, amelyek körül több csillag csoportosul, mint máshol. Ezek közé tartozik az ω Cen, az NGC 6752 és talán az M13. Másik érdekes megfigyelés, hogy bimodális/folytonos halmazok közül is több mutat egy kisebb rést [Al/Fe] = 0,1 és 0,3 dex között, amelyben nagyon kevés csillag található. Ezek a gömbhalmazok a következők: M10, M3, NGC 6752, M55, NGC 6397, M53, M68 és M92. Az NGC 6752 különösen érdekes, mert szinte az összes felsorolt tulajdonsággal rendelkezik: az Al eloszlása folytonos, négy [Al/Fe]-érték körül szignifikáns a sűrűsödés, és az SG-csillagokat pedig egy 0,2 dex szélességű, majdnem teljesen üres sáv választja el az SG-csillagoktól. Ez a megfigyelés nemcsak megerősíti Carretta et al. (2012) eredményeit, de az általuk azonosítottakon kívül egy további populációt is sikerült felfedeznem.

Ebből a kiterjedt mintából egyértelművé vált, hogy a bimodális/folytonos felosztás csak egy egyszerűsítés, az Al-Mg antikorreláció alakja, az Al eloszlása, a többszörös populációk száma nagy változatosságról tanúskodik, a gömbhalmazok fejlődési története halmazról halmazra más és más.

Ha a Mg−Al-ciklus túl nagy hőmérsékleten megy végbe ($> 80-90$ millió K), akkor Al helyett Si keletkezhet a ^{26}Al(p,γ^{27}Si(e-,ν)^{27}Al(p,γ)^{28}Si reakción keresztül. Ez általában gyenge Al-Si és Si-Mg (anti)korrelációban nyilvánul meg, amiket a 6.7. és 6.8. ábrákon lehet látni. Gyenge Si-Mg antikorrelációt csak néhány nagy tömegű és fémszegény gömbhalmazban figyeltek meg eddig: az NGC 6752-ben (Yong et al., 2005), az NGC 2808-ban és az M15-ben (Carretta et al., 2009b). Az NGC 2808 és az M15 Si-Mg antikorrelációját sikerült megerősítenem (balról a második panel a 6.8. ábra legalsó sorában), az NGC 6752 esete azonban más. Bár sikerült olyan csillagokat észlelni, amelyekre [Mg/Fe] $< 0,2$, de

ezeknek nincs nagyobb Si-tartalmuk, mint az Mg-ben gazdagabb csillagoknak.

Bár az Al-Si korrelációt (és az Si-Mg antikorrelációt) az M15-ben és az M92-ben Mészáros et al. (2015)-ben sikerült felfedeznem, de a kollégáim vették észre azt, hogy az Mg-ben legszegényebb SG-csillagok Al tartalma kisebb, mint amit az Al-Mg antikorreláció alakjából várnánk, amely érdekes visszafordulást mutat az Al−Mg-diagram tetején (Masseron et al., 2019). Ehhez hasonló visszafordulást fedeztem fel az ω Cen-ben (Mészáros et al., 2020). A 6.6. ábra ω Cen-t mutató paneljén tisztán látható, hogy az Mg-ben legszegényebb csillagok kevesebb Al-t tartalmaznak, mint Mg-ben kicsit gazdagabb társaik, megbontva a hagyományos Al-Mg antikorreláció alakját. Az érdekes ebben az, hogy amíg az M15 és az M92 a legfémszegényebb gömbhalmazok közé tartozik, az ω Cen sokkal gazdagabb fémekben.



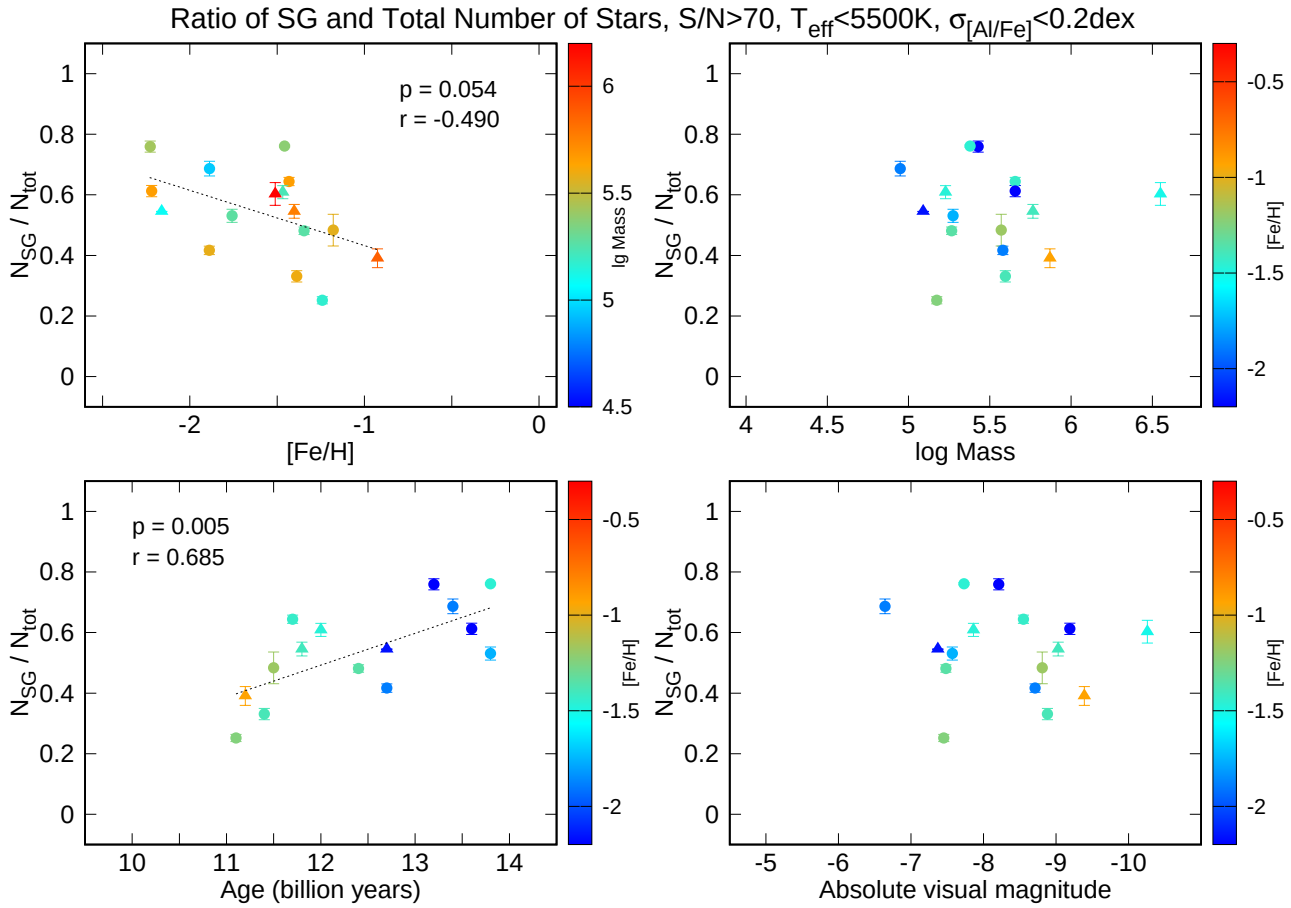
6.10. ábra. *20 gömbhalmaz Mg-K antikorrelációja. Statisztikailag szignifikáns antikorreláció három halmazban látható: M79, NGC 2808 és ω Cen. A gömbhalmazokat csökkenő fémtartalom szerint rendeztem, amit a panelek bal felső sarkában tüntettem fel. Forrás: Mészáros et al. (2020)*

Az ω Cen-t részletesen a Mészáros et al. (2021)-ben vizsgáltam, és a 7. fejezetben mutatom ezeket az eredményeimet. A Mészáros et al. (2020)-ban bemutatott Al-Mg antikorrelációval kapcsolatos eredmények továbbra is alátámasztják a 4.2.5. fejezetben részletezett AGB-szennyezési elméletet (Ventura et al., 2001, 2013).

6.2.3. A K-Mg antikorreláció és az FG/SG-csillagok aránya

A magas [K/Fe]-értékű csillagok keletkezésére jelenleg nincs elfogadott magyarázat. Ventura et al. (2012) szerint elképzelhető, hogy ezek a csillagok közvetlenül az AGB-csillagok által kibocsátott anyagból keletkeztek, mielőtt az még az eredeti csillagközi anyaggal keveredett volna. A K-Mg antikorrelációt először Mucciarelli et al. (2012) fedezte fel az NGC 2419-ben. Később, Mucciarelli et al. (2015a) négy Mg-szegény csillagban talált magas [K/Fe]-t az NGC 2808-ban. Bár az NGC 2808-ban találtam csillagokat [Mg/Fe] = 0,0 dex alatt, ezek közül csak kettő légkörében találtam kissé magasabb [K/Fe] elemgyakoriságot. A [K/Fe]-t az [Mg/Fe] függvényében a 6.10. ábrán lehet látni. Az NGC 1851-ben, NGC-362-ben és a 47 Tuc-ban is meg lehet figyelni gyenge K-Mg korrelációt, azonban azt csak 2−3 nagyon magas vagy alacsony K-tartalmú csillag rajzolja ki, ami valószínűleg hibás mérés eredménye a K-vonalak illesztésének nehézsége miatt.

Az ω Cen-ben összesen hét csillagot találtam [Mg/Fe] = 0,0 dex alatt, és mindegyiknek kissé magasabb a [K/Fe]-értéke (6.10. ábra, bal felső panel), mint a klasszikus FG-csillagoknak, ezzel egy gyenge K-Mg antikorrelációt kirajzolva. Ezzel az ω Cen lett a harmadik gömbhalmaz, amelyben potenciálisan K-Mg antikorrelációt figyeltek meg. A H sávban megjelenő két K-vonal azonban nagyon gyenge és



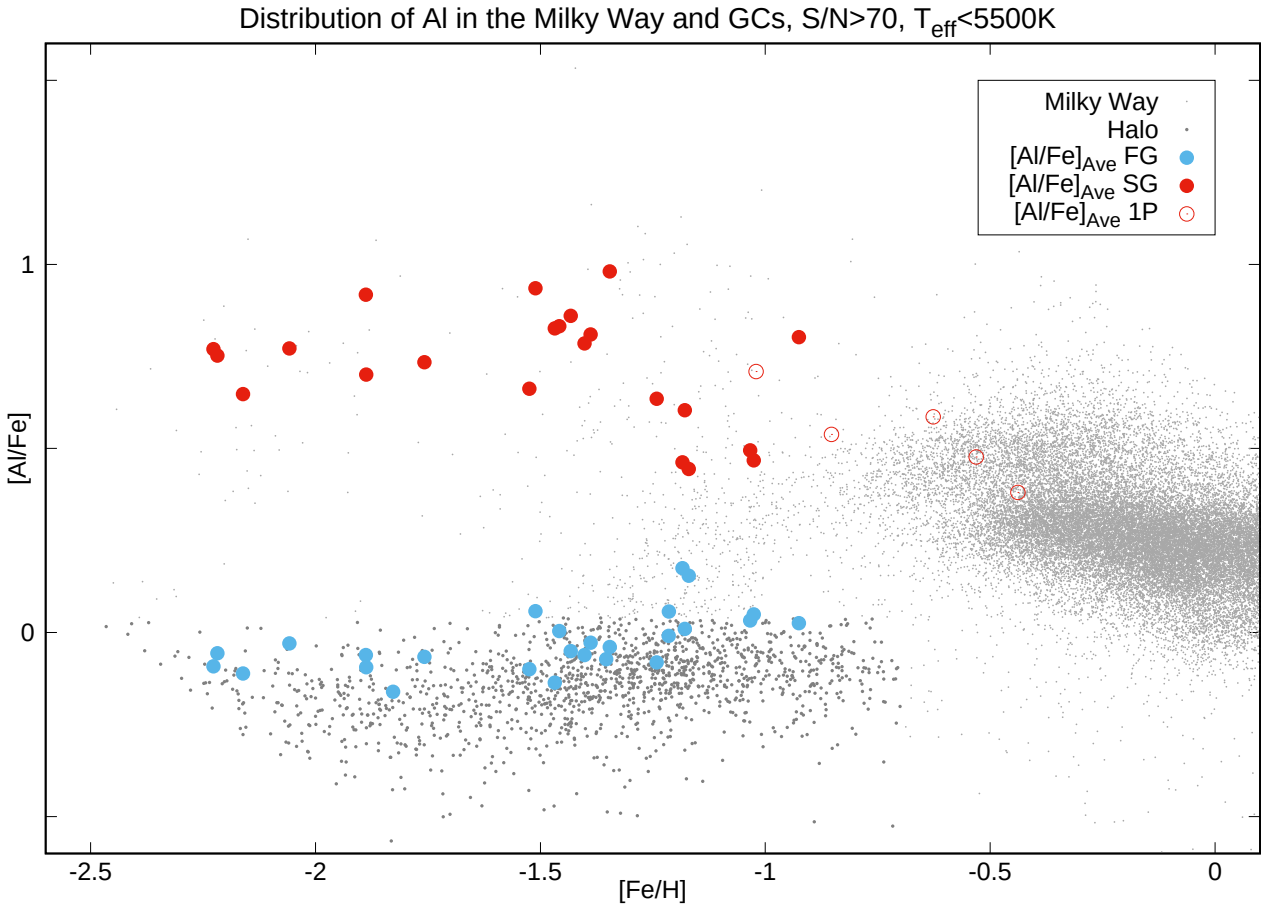
6.11. ábra. *Az SG- és az összes csillag aránya a gömbhalmazok fő paramétereinek függvényében. A Tejútrendszer által befogott halmazokat háromszögekkel, a többi halmazt körrel jelöltem. Forrás: Mészáros et al. (2020)*

nehezen illeszthető. Ezért szigorú paramétervágásokat kellett bevezetnem (lásd 6.2. táblázat), hogy csak a legmegbízhatóbb illesztések alapján mért [K/Fe]-t vegyem figyelembe. A gyenge K-vonalak miatt a Mészáros et al. (2020)-ban a K-Mg antikorreláció létezését nem sikerült egyértelműen bebizonyítanom, és a Mészáros et al. (2021)-ben használt kicsit nagyobb minta sem tudott ezen segíteni. Később Garay et al. (2022) 450 csillag légkörében mérte meg a K tartalmát, és egyértelműen bebizonyította a K-Mg antikorreláció létezését az ω Cen-ben, megerősítve eredményeimet.

Az FG- és SG-csillagok számarányának vizsgálata általában csak korlátozott információt szolgáltat spektroszkópiai égboltfelmérő programok adatainak felhasználásával. Ennek oka, hogy az FG/SG arány pontos meghatározásához nagyon sok csillagot kell észlelni. A Mészáros et al. (2020)-ban ezért az FG/SG arányt csak olyan gömbhalmazokban vizsgáltam, amelyekben legalább 20 csillagról létezett megbízható [Al/Fe].

Az FG/SG arány vizsgálatához a fotometriában Milone et al. (2017) által is használt $f_{\rm enriched} = N_{\rm SG}/N_{\rm tot}$ képletet használtam, ahol $N_{\rm SG}$ az SG-csillagok száma, $N_{\rm tot}$ pedig az összes csillag száma. Az FG és SG megkülönböztetéséhez az [Al/Fe] = 0,3 dex határt használtam. Fontos megjegyezni, hogy ebben az egyszerűsített képben az SG-populáció azokat a csillagokat jelenti, amelyek légkörében az Al-szennyezés kimutatható ([Al/Fe] $>$ 0,3 dex) független attól, hogy hány populációt sikerült megállapítanom az Al-Mg sűrűségtérképek és az Al-hisztogram alapján. Az $f_{\rm enriched}$ a gömbhalmazok fő paramétereinek függvényében a 6.11. ábrán látható, és a 6.3. táblázatban található meg. A hibaszámításhoz [Al/Fe] = 0,25 és 0,35 dex határral is kiszámítottam az $f_{\rm enriched}$ értékét. A kapott hibák általában kicsik, és nem befolyásolják az eredményeket.

Az $f_{\rm enriched}$ és a fő halmazparaméterek korrelációját a 6.4. táblázatban soroltam fel. Az egyetlen statisztikailag egyértelműen szignifikáns korrelációt (p = 0,0048) a kor függvényében figyeltem meg, az idősebb gömbhalmazokban lévő SG-csillagok száma magasabb, mint a fiatalabbakban. Egy gyenge, p =



6.12. ábra. *Az Al kémiai evolúciója a Tejútrendszerben a fémtartalom függvényében. A halványszürke pontok a Tejútrendszer csillagait, a sötétszürke pontok a haló csillagait jelölik. Kék kitöltött körökkel ábrázoltam az FG-csillagok átlagos [Al/Fe]-értékét, piros kitöltött körökkel pedig az SG-csillagok átlagos [Al/Fe]-értékét. Az üres körök azokat a gömbhalmazokat jelölik, amelyekben nem lehet a hibahatárnál nagyobb Al-eloszlást mérni. Forrás: Mészáros et al. (2020)*

0,0541, korrelációt lehet látni a fémtartalom függvényében. Ezt a korrelációt szintén kimutatta Bastian & Lardo (2015) spektroszkópiai adatokból, és Milone et al. (2017) is a HST Treasury Project (Piotto et al., 2015; Soto et al., 2017) adatait felhasználva.

Az f_{enriched} abszolút értékei hasonlóak ahhoz, mint amit Milone et al. (2017) is meghatározott. Azonban, a mi adatainkból nem tudtam kimutatni a tömeg és abszolút vizuális fényesség szerinti korrelációt, ami ellentétes Milone et al. (2017) eredményével. Az APOGEE-észlelések a gömbhalmazok külső régióira korlátozódtak, míg a HST-észlelések a halmazok központjára fókuszáltak. A két tanulmány eredménye közötti különbség oka az lehet, hogy az f_{enriched} függ a halmaz központjától mért távolságtól, illetve az, hogy a HST sokkal több csillag segítségével határozta meg az f_{enriched} értékét, ami értelemszerűen teljesebb képet ad az SG-csillagok számáról.

6.2.4. Az Al szórásának vizsgálata

Ahhoz, hogy az Al szórásának függését a gömbhalmazok fő paramétereitől pontosan tudjam vizsgálni, meg kellett különböztetni a Tejútrendszerrel együtt keletkezett halmazokat (*in situ* halmazok) azoktól, amelyeket Galaxisunk befogott. A jelenleg elfogadott elméletek szerint a Tejútrendszer halójának kialakulásához több kisebb törpegalaxis befogása is hozzájárult (Bullock & Johnston, 2005; Abadi et al., 2006; Font et al., 2006). Ezek a törpegalaxisok a gravitációs kölcsönhatás során széthullottak, és a haló részévé váltak, de a gravitációsan kötött gömbhalmazok egyben maradhattak (Peñarrubia et al., 2009). Az akkréciós folyamat során befogott gömbhalmazok pedig csatlakoztak a Tejútrendszerrel együtt kialakult halmazokhoz a halóban. Az elmúlt évtizedben több, akkrécióval be-

fogott gömbhalmazt azonosítottak, ezek közül a Mészáros et al. (2020)-ban a következőket vizsgáltam: NGC 1851, NGC 1904, NGC 2808, NGC 362, NGC 7089 (Forbes & Bridges, 2010; Myeong et al., 2018), NGC 4590 (Forbes & Bridges, 2010) és ω Cen (Bekki & Freeman, 2003).

A másik fontos tényező a Tejútrendszer Al összetételének időbeli fejlődése, aminek vizsgálatához Hayes et al. (2018) APOGEE DR13-on alapuló munkáját használtam fel. A Tejútrendszerben mérhető [Al/Fe] a [Fe/H] függvényében a 6.12. ábrán látható a Hayes et al. (2018) által használt paramétervágásokat alkalmazva. Jól látható, hogy az FG-csillagok átlagos [Al/Fe] elemgyakorisága (kék körök) jól egyezik a Tejútrendszer halójában található csillagok [Al/Fe] értékével. Az SG-csillagok átlagos [Al/Fe] elemgyakorisága (piros körök) jelentősen magasabb értéket mutat a halóbeli csillagokhoz képest. Az egy Al-populációval rendelkező halmazok (üres körök) a Galaktikus vastag korongéhoz hasonló [Al/Fe] elemgyakoriságot mutatnak. A fémszegény gömbhalmazoknál látható, hogy amint enyhén emelkedik a halóban lévő csillagok fémtartalma, úgy növekszik az [Al/Fe], és vele együtt a gömbhalmazbeli FG-csillagok átlagos Al tartalma, mivel ezek a csillagok a halóban már Fe-ben és Al-ben feldúsult csillagközi felhőből keletkeztek. A megfigyelés, hogy a különböző gömbhalmazokban más az FG-csillagok átlagos [Al/Fe] értéke befolyásolja az FG- és SG-csillagok átlagos [Al/Fe] különbségét, ezért az Al-feldúsulás mértékének pontos vizsgálatához a Tejútrendszer kémiai fejlődésének hatásait is figyelembe kell venni

Az Al halmazokon belüli eloszlását több tanulmány is vizsgálta részletesen, általában lineáris függést találva (Carretta et al., 2009b; Mészáros et al., 2015; Pancino et al., 2017; Masseron et al., 2019; Nataf et al., 2019), azonban egyik sem vette figyelembe a Tejútrendszer természetes kémiai fejlődését. Az Al halmazon belüli eloszlását az átlag körüli szórással definiáltam ($R_{\rm Al}$). A Mészáros et al. (2020)-ban 31 gömbhalmaz felhasználásával a korábbi tanulmányoknál nagyobb mintában és fémtartalom-tartományban ([Fe/H] = $-2{,}23$-től $-0{,}44$ dexig) tudtam az $R_{\rm Al}$ értékét vizsgálni a halmazok fő paramétereinek függvényében.

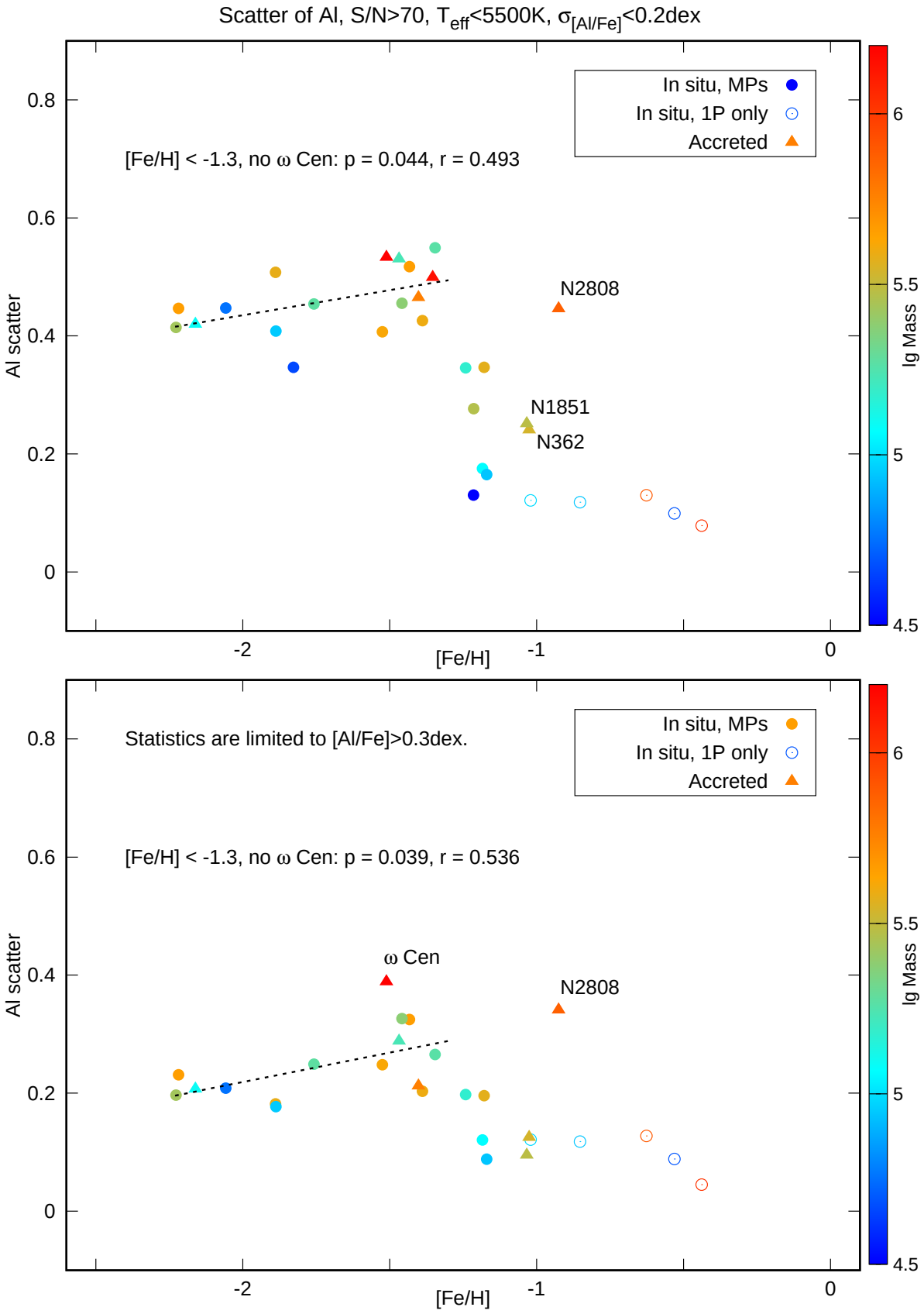
A 6.13. ábrán mutatom be az $R_{\rm Al}$ függését a halmazok átlagos fémtartalmától. Először a korrekció nélküli $R_{\rm Al}$ viselkedését vizsgálom, ami a 6.13. ábra felső paneljén látható. Bár az AGB-szennyezési elméletet (Ventura et al., 2001, 2013) továbbra is alátámasztja az, hogy az alacsony fémtartalmú halmazokban nagy az Al szórása, az Al eloszlása a kiterjesztett mintában sokkal komplexebb képet mutat, mint a korábbi irodalmi megfigyelések (beleértve korábbi munkámat, amelyet a 4.2.3. fejezetben mutattam be). Eszerint három, egymástól jól elkülöníthető csoportot lehet azonosítani:

1. [Fe/H] $< -1{,}3$: Az Al szórása 0,35 dexnél nagyobb. Ezekben a gömbhalmazokban egyértelmű Al-O, Al-N (anti)korrelációk figyelhetők meg. Ebben a fémtartalom-tartományban az $R_{\rm Al}$ és [Fe/H] között egy gyenge, de statisztikailag szignifikáns korrelációt találtam. A befogott és *in situ* gömbhalmazok hasonló $R_{\rm Al}$ értékkel rendelkeznek.

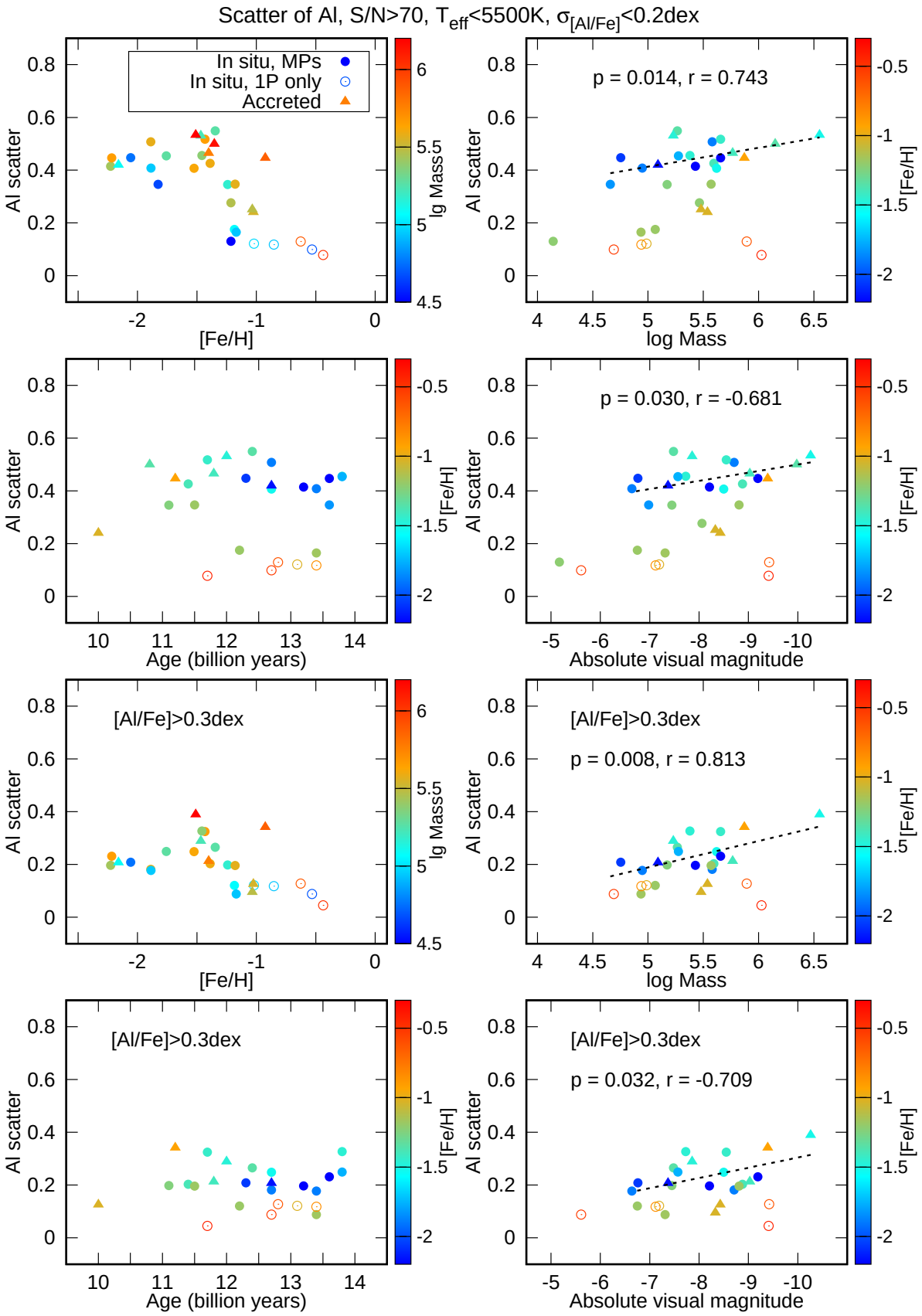
2. $-1{,}3 <$ [Fe/H]$< -1{,}0$: Ebben az átmeneti régióban az $R_{\rm Al}$ 0,5 és 0,18 dex között változik, és befogott halmazok nem voltak a mintában. Ezek a halmazok is egyértelmű Al-O, Al-N (anti)korrelációkat mutatnak.

3. [Fe/H] $> -1{,}0$: Az $R_{\rm Al}$ kisebb, mint 0,18 dex és közel konstans értéket vesz fel a [Fe/H] függvényében. Az Al szórása ezekben a halmazokban az átlagos hibahatárhoz hasonló, vagy annál kicsit nagyobb. Azonban a befogott NGC 2808-ban sokkal magasabb az Al-szórás, mint más hasonló fémtartalmú halmazokban. Az NGC 2808 kivételével egyik halmazban sem figyelhető meg az Al-O, Al-N (anti)korreláció.

Ezt a képet azonban jelentősen befolyásolja a Tejútrendszer kémiai fejlődése, mert a haló és a korong Al tartalma a $0{,}3-0{,}5$ dex tartományt is elérheti. Azért, hogy az Al-szennyezés mértékét objektívabban meg tudjam mérni, újra kiszámoltam az $R_{\rm Al}$ értékét úgy, hogy minden FG-csillagot (amelyek a Tejútrendszer által termelt Al-lel gazdagított felhőből keletkeztek) [Al/Fe] $< 0{,}3$ dex esetén kihagytam a mintából.



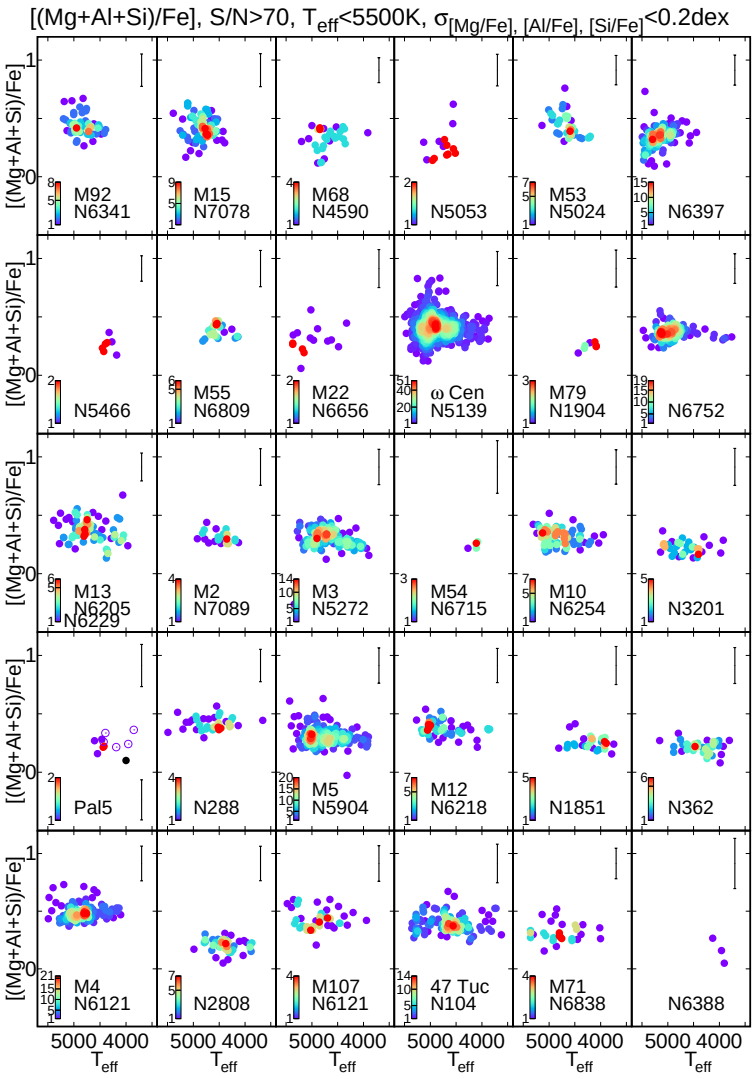
6.13. ábra. *Az Al szórása (R_{Al}) az átlagos fémtartalom függvényében. A színskála a halmazok tömegét jelöli. A befogott gömbhalmazokat háromszöggel, az in situ gömbhalmazokat kitöltött körökkel jelöltem. Az üres körök az egyetlen Al-populációval rendelkező halmazokat jelölik. A felső panelen a teljes halmazra számított R_{Al}, az alsó panelen pedig csak az SG-csillagok ([Al/Fe] > 0,3 dex) R_{Al}-ja látható. Forrás: Mészáros et al. (2020)*



6.14. ábra. *Az Al szórása (R_{Al}) a gömbhalmazok paramétereinek függvényében. A befogott gömbhalmazokat háromszöggel, az in situ gömbhalmazokat kitöltött körökkel jelöltem. A felső négy panelen a teljes halmazra számított R_{Al}, az alsó négy panelen pedig csak az SG-csillagok ([Al/Fe] > 0,3 dex) R_{Al} értéke látható. Forrás: Mészáros et al. (2020)*

Az így keletkező bias korrigálása után az $R_{\rm Al}$ fémtartalomfüggése jelentősen megváltozik, és ez látható a 6.13. ábra alsó paneljén. Az első szembetűnő változás a fémszegény és fémgazdag gömbhalmazok közötti korábbi nagy $R_{\rm Al}$-különbség jelentős csökkenése, bár továbbra is igaz, hogy az első csoportba tartozó fémszegény gömbhalmazokban jelentősebb az Al szórása, mint a harmadik csoportba tartozó társaiké. A fémszegény gömbhalmazokban a szennyezés mértéke a korrekció után a 0,2−0,4 dex értéket éri el, de a legfémgazdagabb gömbhalmazok esetén a szórás a hibahatárhoz közeli.

A fémtartalom függvényében az első csoportba tartozó halmazokra illesztett korreláció szignifikanciája javul a korrekció után. A korrelációk statisztikája a 6.4. táblázatban látható. Mindkét esetben az $R_{\rm Al}$ értéke enyhén csökken a fémtartalom függvényében, ami elsőre ellentmond annak, amit korábban találtam (Mészáros et al., 2015), azonban az AGB-elmélettel ez a jelenség is megmagyarázható. Ahogyan a 6.2.2. fejezetben bemutattam, a legfémszegényebb gömbhalmazok (M15 és M92) világos Al-Si korrelációval és Si-Mg antikorrelációval rendelkeznek. Emiatt az Mg-ból nem Al keletkezik, hanem egy része Si-vé alakul, amiből következően az Al-szórás csökken. A gyenge korreláció valószínűleg annak az eredménye, hogy amint a fémtartalom csökken és az AGB-csillagok belsejében nő a hőmérséklet, egyre több Si keletkezik Al helyett.

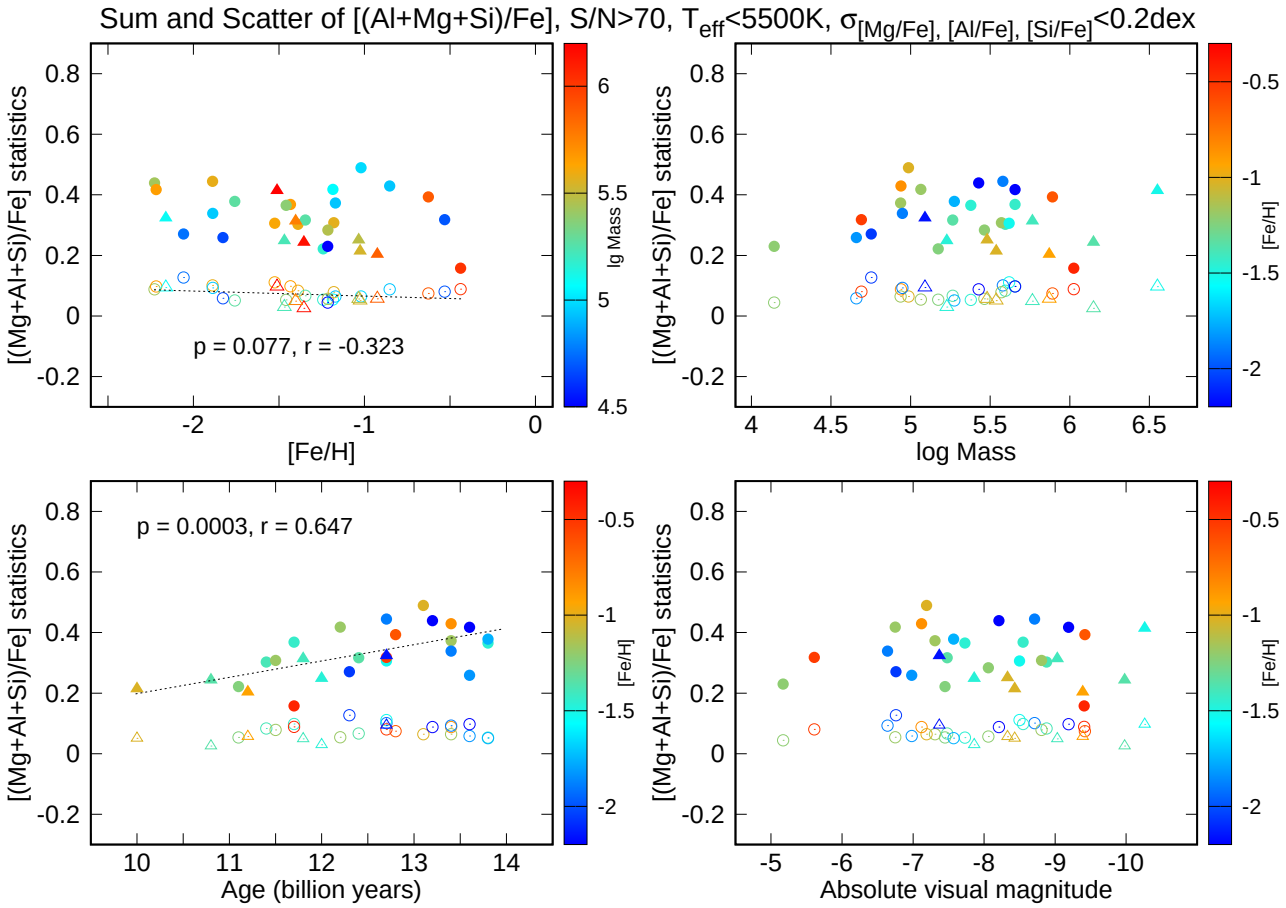


6.15. ábra. *Az [(Mg+Al+Si)/Fe] a $T_{\rm eff}$ függvényében. Az összes gömbhalmazban konstans [(Mg+Al+Si)/Fe]-értéket mértem. Forrás: Mészáros et al. (2020)*

Érdekes, hogy a két befogott gömbhalmaz, az ω Cen és az NGC 2808 a korrekció után kiugrik a hozzájuk hasonló fémtartalmú halmazok közül. A korrekció után ebben a két halmazban sokkal nagyobb az SG-csillagok szennyezettsége, mint a többiekben, ami arra utalhat, hogy az a kezdeti gázfelhő, amelyből kialakultak, más kémiai összetételű volt, mint a Tejútrendszer.

A fémtartalom mellett a szennyezettség mértéke függhet más halmazparaméterektől is. Carretta et al. (2010b) 19 gömbhalmaz segítségével állapított meg összefüggést a tömeg és a Na−O-antikorreláció kiterjedése között, a nagyobb tömegű halmazokban a Na szórása is nagyobb volt. Hasonló pozitív korrelációt talált a He-eloszlás és a tömeg között Milone (2015a). Az Al-t vizsgálva Carretta et al. (2009a,b); Pancino et al. (2017); Nataf et al. (2019) mind azt találta, hogy az Al szórása növekedik a tömeggel, aminek a magyarázata az lehet, hogy a nagyobb tömegű halmazok több csillagközi anyagot tudnak megtartani, mint a kisebb tömegűek.

Az $R_{\rm Al}$ a gömbhalmazok paramétereinek (tömeg, kor és abszolút vizuális magnitúdó) függvényében a 6.14. ábrán látható, a felső négy panelen a korrekció nélküli, az alsó négy panelen a korrekcióval számolt $R_{\rm Al}$-t ábrázoltam. Mivel jelentős Al-szórást csak [Fe/H] $< -1{,}3$ dex esetén lehet megfigyelni a korrekció után, az $R_{\rm Al}$ és tömeg közötti korrelációt csak ebben a fémszegény tartományban vizsgáltam (6.4. táblázat). Ez



6.16. ábra. *Az [(Mg+Al+Si)/Fe] átlagának (kitöltött szimbólumok) és szórásának (üres szimbólumok) függése a fémtartalomtól és a tömegtől. A befogott gömbhalmazokat háromszöggel, az in situ gömbhalmazokat körökkel jelöltem. Forrás: Mészáros et al. (2020)*

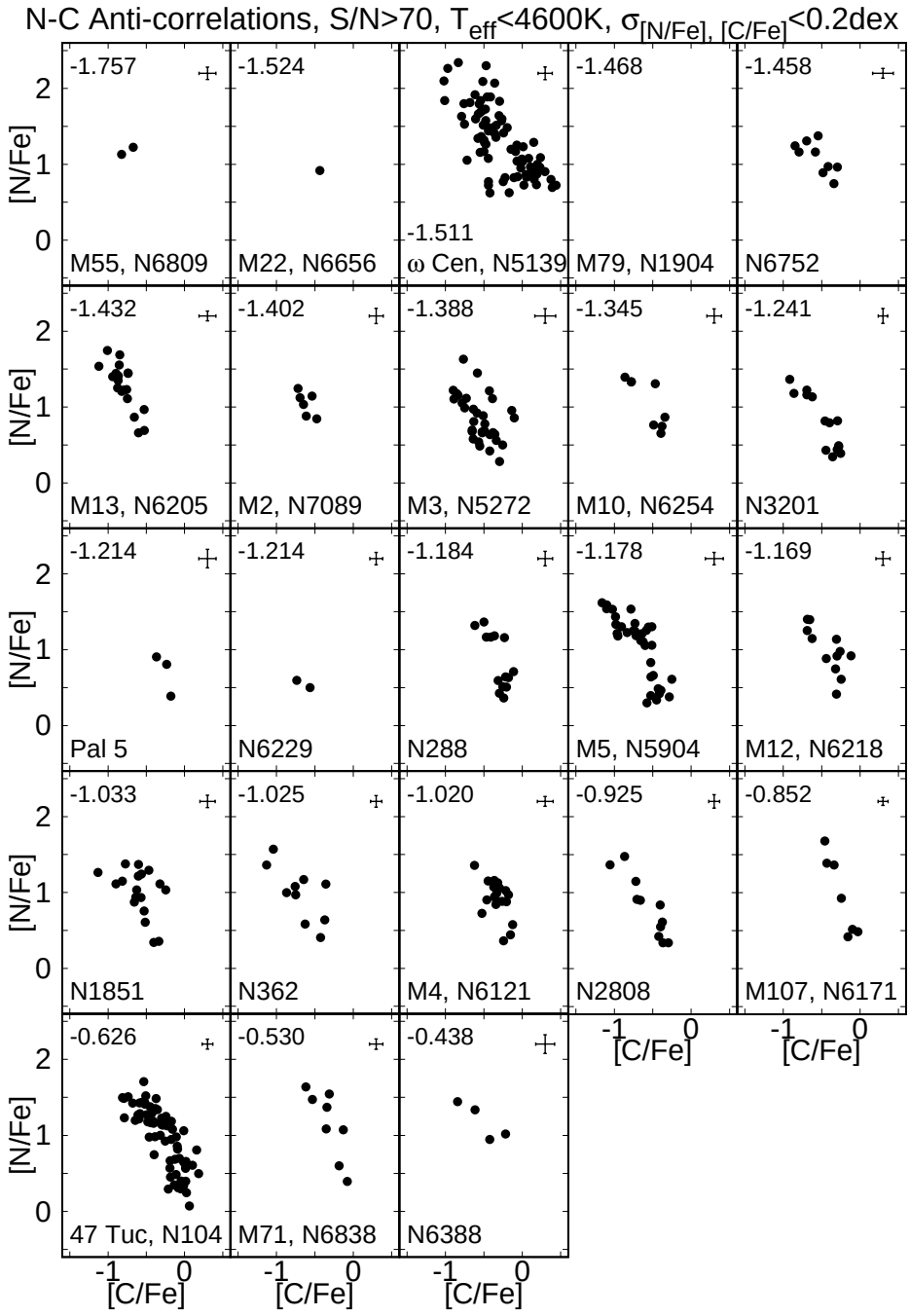
a korreláció statisztikailag szignifikáns mindkét esetben, a tömeg függvényében p = 0,0139, a $V_{\rm abs}$ függvényében pedig 0,0301. Ezek a mérések megerősítik az irodalomban is talált összefüggést a szennyezés mértéke és a halmazok fő paraméterei között. A korreláció erősebbé válik a korrigált $R_{\rm Al}$ esetében, aminek magyarázata abban keresendő, hogy a most megfigyelhető FG-csillagok kihagyásával pontosabban lehet az elsőként keletkezett, nagy tömegű FG által termelt Al mértékét mérni, ami arra utal, hogy a $R_{\rm Al}$ erősebben függ a tömegtől és $V_{\rm abs}$-tól, mint korábban gondolták.

Az $R_{\rm Al}$ függése a kortól a 6.14. ábrán látható. Két egymástól eltérő csoportot lehet látni az $R_{\rm Al}-$kor diagramon, a magasabb $R_{\rm Al}$-hoz tartozó csoport fémszegény gömbhalmazokból áll, az alacsony $R_{\rm Al}$-hoz tartozó csoport pedig a fémgazdagabb halmazokból, amelyekben a $R_{\rm Al}$ értéke a hibahatárhoz közeli. Egy csoportban sem látható szignifikáns korreláció az $R_{\rm Al}$ és a kor között, de érdemes megjegyezni, hogy a mintában nem szerepelnek fiatal és fémgazdag gömbhalmazok. A korrekció után a fémszegény csoport $R_{\rm Al}$-értéke csak kis mértékben nagyobb a fémgazdag csoporténál.

a Mg$-$Al-ciklus befejeztével az várható, hogy az [(Mg+Al+Si)/Fe] értéke egy halmazban állandó marad a $T_{\rm eff}$ függvényében. Ez látható a 6.15. ábrán. Az FG- és SG-csillagoknak is ugyanakkora [(Mg+Al+Si)/Fe] elemgyakoriságuk figyelhető meg. Az [(Mg+Al+Si)/Fe] szórásának ($R_{\rm Mg+Al+Si}$) értéke nagyon hasonló, vagy csak kicsit nagyobb, mint az [(Mg+Al+Si)/Fe] összhibája, ami várható a Mg$-$Al-ciklus működése esetén.

Az [(Mg+Al+Si)/Fe] gömbhalmazokon belüli átlagának és szórásának halmazok fő paramétereitől való függését a 6.16. mutatom be. A korrelációk statisztikája a 6.4. táblázatban található. Az $R_{\rm Mg+Al+Si}$ és fémtartalom között egy gyenge antikorrelációt lehet látni (p = 0,0767), aminek valószínűleg az az oka, hogy alacsonyabb metallicitásoknál a három elemgyakoriság mérési pontossága csökken.

Az [(Mg+Al+Si)/Fe] átlaga nem függ a [Fe/H]-tól, tömegtől, vagy $V_{\rm abs}$-tól sem. A gömbhalmazok

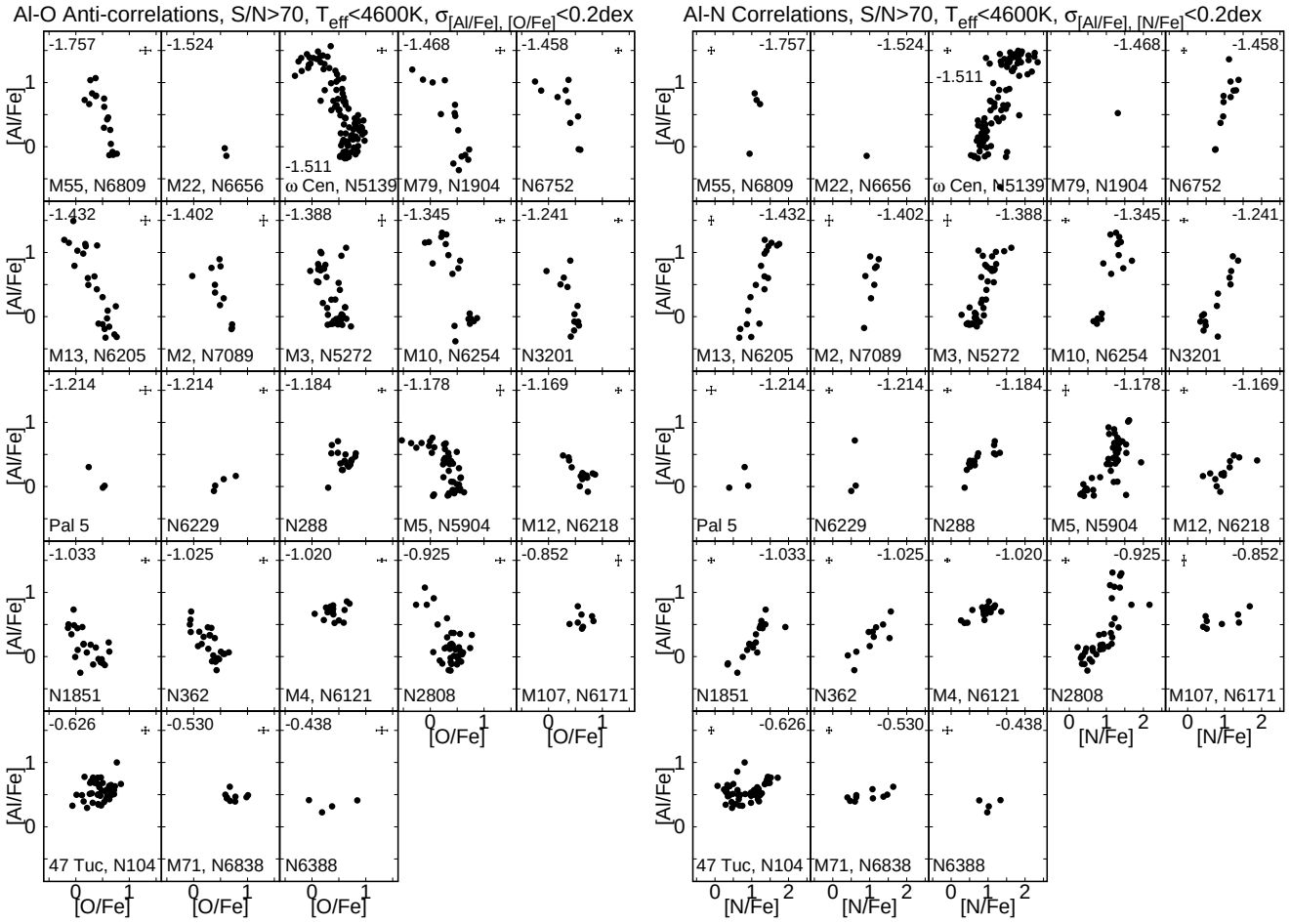


6.17. ábra. *N-C antikorrelációk. A legtöbb halmaz folytonos eloszlással rendelkezik, csak az M10 és az NGC 288 mutat egyértelmű bimodalitást. A gömbhalmazokat csökkenő fémtartalom szerint rendeztem, amit a panelek bal felső sarkában tüntettem fel. Forrás: Mészáros et al. (2020)*

korától azonban erősen függ (p = 0,0003) az [(Mg+Al+Si)/Fe] átlaga. Ez a Tejútrendszer normális kémiai fejlődésének tudható be (Hayes et al., 2018; Weinberg et al., 2019), a korrelációt az [Mg/Fe] és az [Si/Fe] dominálja, ami a fémtartalom növekedésével csökken.

6.2.5. Az N-C antikorreláció

A [C/Fe] és [N/Fe] elemgyakoriságokat két fizikai folyamat befolyásolja: az RGB-n történő felkeveredés és a halmazban keletkezett első csillagok belsejében lezajló CNO-ciklus során termelt extra N feldúsulása az SG-csillagok légkörében (részletekért lásd 4.2.6. fejezet). A 6.17. ábrán látható N-C antikorrelációk esetében a két elem közötti antikorreláció tehát ennek a két folyamatnak az eredménye. Ellentétben Mészáros et al. (2015)-tel a Mészáros et al. (2020)-ban nem korrigáltam a felkeveredés fo-



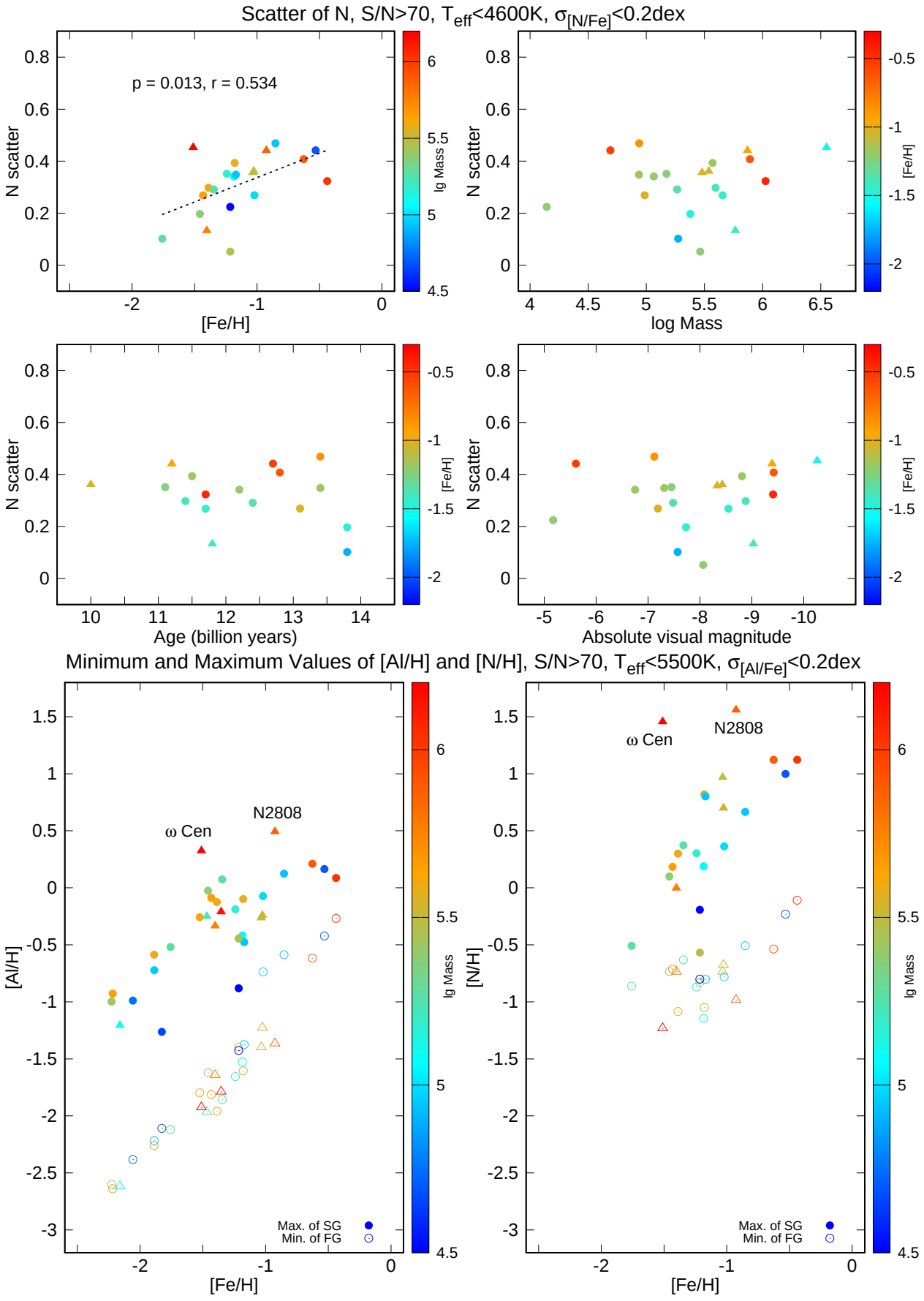
6.18. ábra. *A bal oldali paneleken az Al-O antikorreláció, a jobb oldali paneleken az Al-N korreláció látható. A 47 Tuc, M4, M107, NGC 6388 és M71 kivételével az összes gömbhalmazban egyértelmű az Al-O, Al-N (anti)korrelációk jelenléte. A gömbhalmazokat csökkenő fémtartalom szerint rendeztem, amit a panelek bal felső sarkában tüntettem fel. Forrás: Mészáros et al. (2020)*

lyamatára, azonban a [C/Fe] erős függése a $T_{\rm eff}$-től a Mészáros et al. (2015)-ben publikálthoz hasonlóan jelen van. Az Al-O antikorreláció és az Al-N korreláció a 6.18. ábrán látható. Ezeken az ábrákon csak a [Fe/H]$> -1{,}8$ dex gömbhalmazokat ábrázoltam felső korlátok nélkül.

Az [N/Fe] és a [C/Fe] esetén is jól megfigyelhető a nagy tartományon belüli szórás, ami általában többszöröse az átlagos hibahatárnak. A Mészáros et al. (2020)-ban több olyan gömbhalmazt is vizsgáltam, amelyek N-C antikorrelációjáról nem volt korábbi irodalmi mérés, ezek a következők voltak: NGC 2808, M12, NGC 6229, M10, NGC 6388 és Pal 5. Mindegyik a többszörös populációkra jellemző nagy N-szórással rendelkezik.

A korábbi irodalomban bimodális és folytonos N-eloszlást figyeltek meg, de a Mészáros et al. (2020)-ban vizsgált gömbhalmazok legtöbbje folytonos N-eloszlású. Összesen csak két gömbhalmazban tudtam egyértelműen kimutatni a bimodalitást: az NGC 288-ban és az M10-ben. Az M5, NGC 3201 és M107 bimodalitására is vannak utaló jelek, de annak létezése interpretáció kérdése. A folytonos eloszlás ellenére nem lehet kizárni az Al$-$Mg-eloszlásban látott csomósodás létezését az N-C antikorrelációban, azonban annak kimutatásához pontosabb elemgyakoriságokra lenne szükség. Amíg az M3-ban az Al bimodális eloszlást mutat, addig az N folytonos, amire jelenleg nincs pontos magyarázat.

Az [N/Fe] átlagérték körüli szórásának ($R_{\rm N}$) fémességfüggése (6.19. ábra) az Al függésétől eltérő képet mutat. Az N esetében nincs szükség az Al-hez hasonló módon korrigálni a Tejútrendszer kémiai összetételének fejlődésére, mert az nem olyan utat járt be, mint az Al (Hayes et al., 2018). A 6.19. ábra bal felső paneljén látható, hogy gyenge korreláció (p = 0,013) van az $R_{\rm N}$ és az [Fe/H] között. Csak olyan gömbhalmazokat ábrázoltam, amelyeknek legalább három csillagában sikerült az [N/Fe]

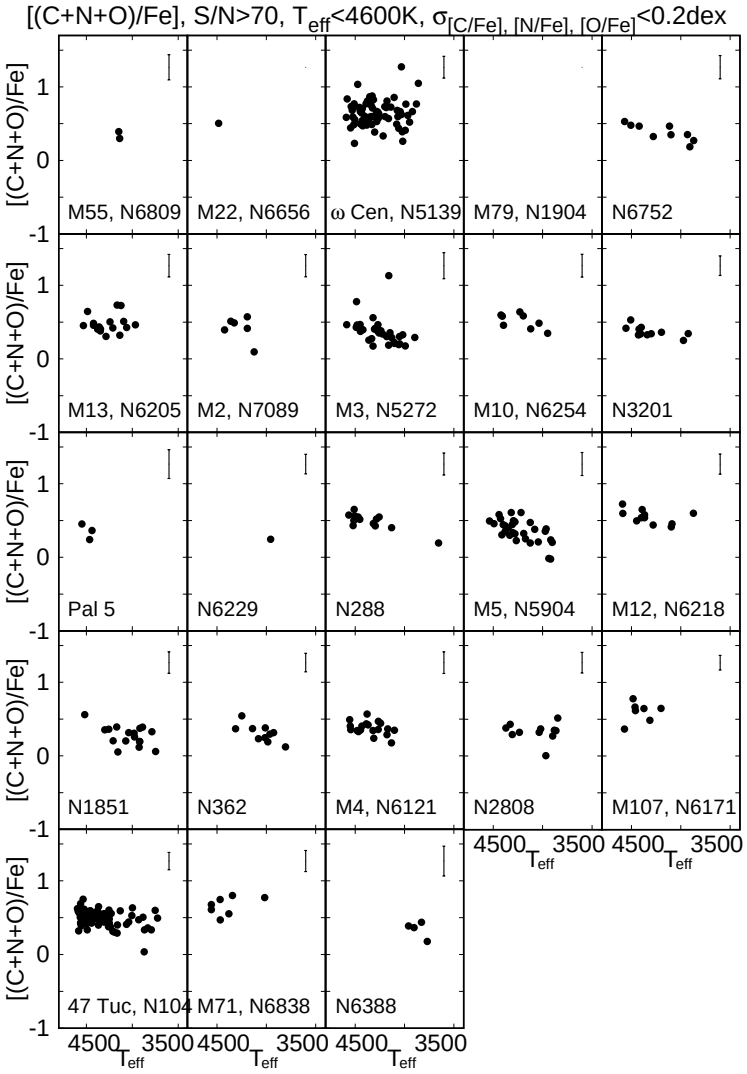


6.19. ábra. *Felső négy panel: Az [N/Fe] halmazon belüli szórása a [Fe/H] függvényében a halmazok tömegével színezve. A befogott gömbhalmazokat háromszögekkel, az in situ halmazokat kitöltött körökkel jelöltem. Alsó két panel: A gömbhalmazok minimális (üres szimbólumok) és maximális (kitöltött szimbólumok) [Al/H] és [N/H] elemgyakoriságának [Fe/H]-függése. A befogott gömbhalmazokat háromszögekkel, az in situ halmazokat körökkel jelöltem. Az Al- és az N-feldúsulás a két befogott gömbhalmazban, az ω Cen-ben és az NGC 2808-ban a legerősebb. Forrás: Mészáros et al. (2020)*

értékét megmérni. Az erős CN-vonalakkal rendelkező csillagok száma gyorsan csökken a fémtartalom csökkenésével, mert az alacsonyabb metallicitásnál növekszik az effektív hőmérséklet, és a CN-vonalak 4600 K felett eltűnnek a H sávból. Ugyanakkor, alacsony fémtartalomnál a mérések hibája növekszik, ezért nehéz megállapítani, hogy a megfigyelt korrelációban ez a két effektus mekkora súllyal szerepel. Összességében tehát bonyolult megmondani, hogy ez a korreláció asztrofizikai eredetű-e, vagy a fentebb részletezett mérési hibák eredménye. Az $R_{\rm N}$ értéke nem függ a gömbhalmazok tömegétől, korától vagy abszolút vizuális fényességétől (6.4. táblázat).

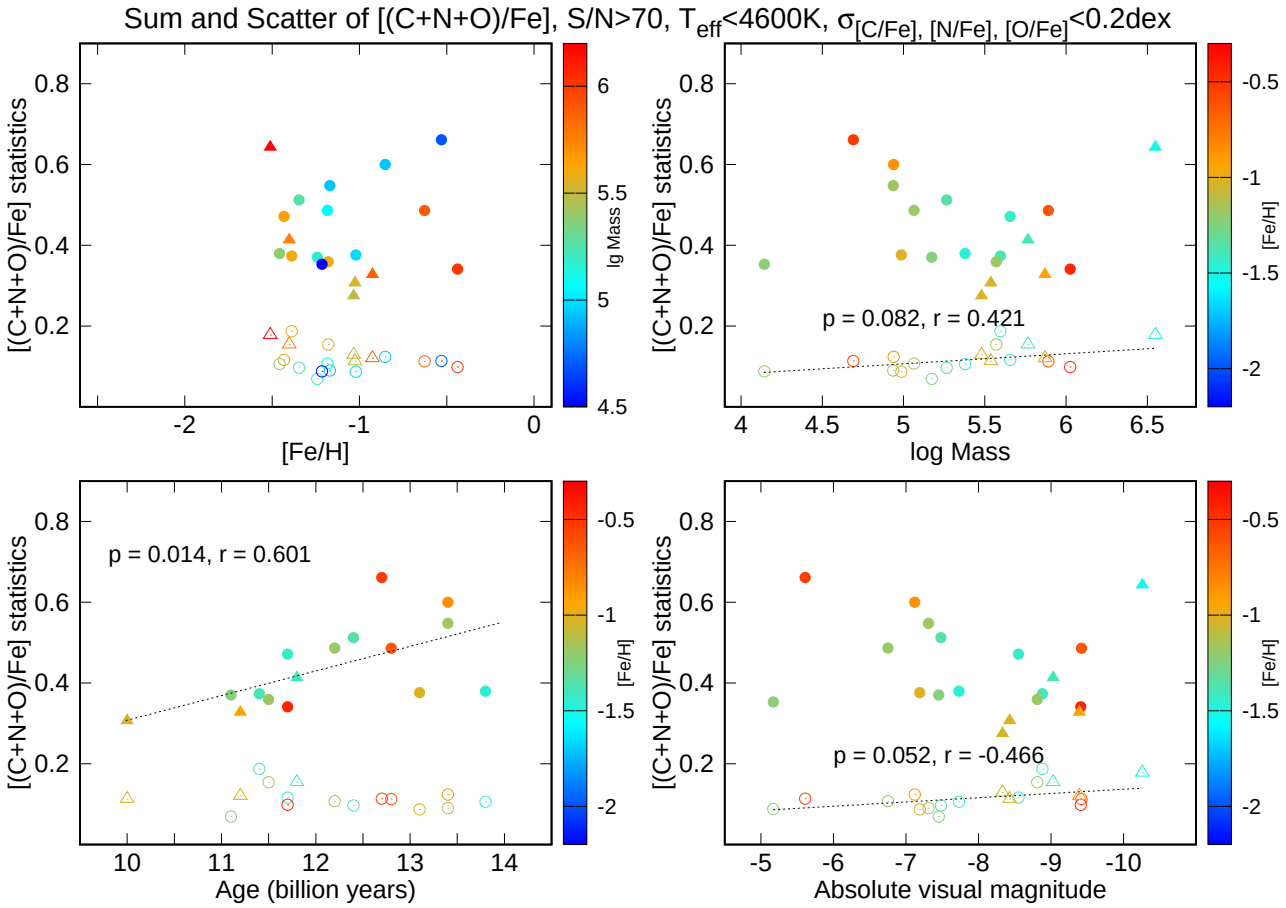
Azt már egész korán észrevették az irodalomban (Norris , 1987), hogy minden megfigyelt fémgazdag gömbhalmazban kiterjedt N-eloszlással rendelkezik. Ez igaz még azokra a halmazokra is, amelyekben nincs jelentős Al-szórás, az APOGEE által észlelt mintában ezek a következők: 47 Tuc, M4, M107, NGC 6388 és M71. Az AGB-elmélet (Ventura et al., 2001, 2013) szerint a magas metallicitásnál azért nem lehet megfigyelni az Al-Mg antikorrelációt, mert a Mg−Al-ciklus lelassul, és csak kis mennyiségben termel Al-t az alacsonyabb belső hőmérséklet miatt. Az Al-O és Al-N (anti)korrelációk (6.18. ábra) segíthetnek az Al-szennyezés jelenlétét kimutatni még a fémgazdag halmazokban is, mert az Al korrelál a protonbefogással keletkezett elemekkel, mint az Na és az N.

Ezt a korrelációt lehet látni az NGC 1851-ben és az NGC 362-ben, amelyekben kis mértékű Al-szórást mértem csak, az NGC 1851 esetében $R_{\rm Al}$ = 0,25, az NGC 362-ben $R_{\rm Al}$ = 0,24. Az NGC 288 és az M12, amelyeknek még kisebb Al szórása van (0,18 és 0,16), és csak egy populációt tudtam bennük azonosítani az Al-t használva, szintén mutatnak gyenge Al-N korrelációt, de csak az M12-ben látható az Al-O antikorreláció. Ez a megfigyelés arra utal, hogy a magasabb fémtartalmú gömbhalmazokban is jelen lehetett az Mg−Al-ciklus a kezdeti nagy tömegű FG-csillagok belsejében.



6.20. ábra. *A [(C+N+O)/Fe] az összes gömbhalmazban konstans a $T_{\rm eff}$ függvényében. A gömbhalmazokat csökkenő fémtartalom szerint rendeztem. Forrás: Mészáros et al. (2020)*

A Mészáros et al. (2020)-ban vizsgált 31 gömbhalmazból csak a következő ötben nem sikerült a hibahatárnál nagyobb Al-szórást találnom (6.5. táblázat): 47 Tuc, M4, M107, NGC 6388 és M71. Ezekben a gömbhalmazokban az Al-O és Al-N (anti)korrelációkat sem lehet megfigyelni, de a többszörös populációk megtalálhatók bennük, mert tisztán kirajzolódik az N-C antikorreláció, és nagy N-szórással rendelkeznek. Az M71 különösen érdekes, mert Ramírez & Cohen (2003)-nak sikerült egy gyenge Al-Na korrelációt megfigyelnie, és Yong et al. (2006a) a Mg-izotópok arányának vizsgálatával jutott arra a következtetésre, hogy legalább valamilyen alacsony szintű Mg−Al-ciklus működött ebben a gömbhalmazban.



6.21. ábra. *A [(C+N+O)/Fe] átlaga (kitöltött szimbólumok) és szórása (üres szimbólumok) az átlagos [Fe/H] és a tömeg függvényében. A befogott gömbhalmazokat háromszöggel, az in situ gömbhalmazokat körökkel jelöltem. Forrás: Mészáros et al. (2020)*

Az Al és N abszolút elemgyakoriságának ([Al/H] és [N/H]) fémtartalom szerinti függése látható a 6.19. ábra alsó két paneljén a tömeg szerint színezve. Ezen az ábrán az [Al/H] és az [N/H] halmazokon belüli legalacsonyabb (FG-csillagok) és legmagasabb értékét (SG-csillagok) lehet látni. Az [Al/H] esetében a minimum- és maximumérték közötti különbség folyamatosan csökken a fémtartalom növekedésével, az [N/H] pedig ezzel ellentétesen viselkedik. Az Al és az N feldúsulása egyértelműen a két legnagyobb tömegű gömbhalmazban, az ω Cen-ben és az NGC 2808-ban a legnagyobb. A 6.19. ábrán látható korrelációra két lehetséges magyarázatot mutatok be.

A Tejútrendszer kémiai fejlődése miatt a magas fémtartalmú gömbhalmazokban az FG-csillagok Al tartalma már eleve magas. Ha létezik is Al-szennyezés ezekben a halmazokban, az a logaritmikus skálán a megemelkedett [Al/H] elemgyakoriságok miatt nem fog látszódni, ellentétben az alacsony fémtartalmú gömbhalmazokkal, amelyekben már kis mértékű Al-feldúsulás is megemeli az [Al/H] értékét. Ezt megerősíteni látszik az, hogy Schiavon et al. (2017) és Tang et al. (2017) is a hibahatárnál nagyobb Al-szórást talált a fémgazdag NGC 6553-ban ([Fe/H] = $-0{,}15$ dex). Ezt a gömbhalmazt sajnos nem tudtam vizsgálni a magas $E(B-V)$ (0,63) miatt. Az N esetében más a helyzet, mert az N már az alacsony fémtartalmú gömbhalmazokban is viszonylag magas [N/H] értékeknél kezdődik, és sokkal kisebb a különbség a gömbhalmazok FG-csillagainak átlagos [N/H] elemgyakorisága között a fémtartalom függvényében.

A második magyarázat szerint a Mg$-$Al-ciklus lelassul, vagy meg is áll magas fémtartalomnál. Ha az SG-csillagok légkörében megfigyelt megemelkedett [Al/Fe]-értékért nagy tömegű AGB-csillagok felelnek, akkor Ventura et al. (2001, 2013) elmélete szerint azok belsejében alacsonyabb lesz annak a rétegnek a hőmérséklete, ahol a Mg$-$Al-ciklus végbemegy, és ezért kevesebb Al keletkezik. A Mészáros et al. (2020)-ban bemutatott Al-Mg antikorreláció és Al-eloszlás továbbra is bizonyítékkal szolgál az AGB-

szennyezési elméletre, azonban ha kiderül, hogy a fémgazdag gömbhalmazokban is megfigyelhető az SG-csillagok magasabb Al tartalma, akkor az elmélet frissítésre szorulhat.

A [(C+N+O)/Fe] összeg értékének egyetlen halmazon belül függetlennek kell lennie a $T_{\rm eff}$-től, ha az anyag a teljes CNO-cikluson átmegy (Dickens et al., 1991), és ezt lehet látni a 6.20. ábrán. Bár a $T_{\rm eff}$ függvényében megjelenik egy gyenge korreláció, ez a nagy hőmérsékletnél gyengülő OH-, CO-, CN-vonalak nehezebb illesztésének eredménye. A [(C+N+O)/Fe] értéke 0,3 és 0,6 dex között változik, ami hasonló az irodalomban már közölt eredményhez (Gratton et al., 2000). A mintában összesen három gömbhalmazban figyeltem meg megemelkedett [(C+N+O)/Fe] elemgyakoriságot: ω Cen (0,64 dex), M71 (0,66 dex) és M107 (0,6 dex). Az ω Cen-ben már Johnson & Pilachowski (2010) és Marino et al. (2011) is megfigyelte a magasabb [(C+N+O)/Fe]-t, de abban a halmazban ez a fémtartalom szerinti korreláció eredménye. Az M71 és az M107 [Fe/H] értékei szűk tartományban oszlanak el, tehát a nagy [(C+N+O)/Fe] értékre jelenleg nincs magyarázat, de a nagy fémtartalomnál a CO- és CN-vonalak illesztési hibája is megnövekedhet.

A [(C+N+O)/Fe] gömbhalmazokon belüli átlagának és szórásának halmazok fő paramétereitől való függését a 6.21. mutatom be. A tömeg és a $V_{\rm abs}$ függvényében van egyértelmű korreláció a szórásban (p = 0,013 és p = 0,0115). Ez a korreláció az ω Cen jelenlétével magyarázható, amely a legnagyobb tömegű és abszolút vizuális fényességű halmaz a mintában. Az ω Cen figyelmen kívül hagyásával mindkét korreláció eltűnik, ezért arra a következtetésre jutottam, hogy sem a [(C+N+O)/Fe] átlaga, sem a szórása nem függ a tömegtől és a $V_{\rm abs}$-tól.

6.3. Összefoglalás

A Mészáros et al. (2020)-ban összesen 2283 csillag és 31 gömbhalmaz Fe, Mg, Al, Si, C, N, és O elemgyakoriságait vizsgáltam az SDSS−IV APOGEE−2 nagy felbontású nem nyilvános színképeinek felhasználásával. A 31 gömbhalmaz tartalmazta azt a 10 halmazt is, amelyet a Mészáros et al. (2015)-ben vizsgáltam és Masseron et al. (2019) frissített elemgyakoriságait is. Elkészítettem a gömbhalmazok kémiai összetételének eddigi legnagyobb felmérését, amelynek keretében az Al-Mg és N-C antikorrelációk, illetve az Al-eloszlás tulajdonságait vizsgáltam a Tejútrendszer kémiai fejlődésének figyelembevételével. A Mészáros et al. (2020)-ban bemutatott eredményeim a következők:

1. A Fe szórása nem függ a halmazok fő paramétereitől (tömeg, $V_{\rm abs}$, kor). A 3D/NLTE-korrekciók nélkül már nem lehetséges a fémességskálát az irodalminál tovább finomítani. Három fémességskála összehasonlításából megállapítottam, hogy a H sávból kapott [Fe/H] 0,064 dexel magasabb az optikainál.

2. Az ω Cen-en kívül egyetlen gömbhalmazban sem találtam a hibahatárnál jelentősen nagyobb Fe-szórást, bár a pontosság elég volt ehhez. Ezek közé több az irodalomban már dokumentált halmaz is volt: M22, M2, NGC 362, M54 és NGC 1851. Az M22, NGC 362 és NGC 1851 esetében elegendően sok csillagot észleltünk az Fe-szórás detektáláshoz, de az M2 és az M54 észlelési stratégiája 2019-ig még nem tartalmazta a fémgazdag populációkat.

3. Az Al-Mg antikorreláció sűrűségtérképeinek és az Al hisztogramjának felhasználásával több halmazban is találtam kettőnél több populációt: ω Cen, NCG 6752 és M79. Bár az első kettő korábbról ismert volt, az M79-ben ez az első alkalom, hogy kettőnél több populációt azonosítottak. A gömbhalmazok nagy általánosságban bimodális vagy folytonos Al-eloszlásúak.

4. Az ω Cen Al-Mg antikorrelációját kirajzoló, Mg-ban szegény csillagaiban kevesebb Al-t találtam, mint az antikorreláció alakjából várható lett volna. Az Al-Mg antikorreláció tetejének visszafordulása hasonló ahhoz, amit az M15-ben és M92-ben kollégáim megfigyeltek. Az ω Cen-ben az Mg-szegény csillagok esetében kissé emelkedett [K/Fe]-t fedeztem fel, de az APOGEE-adatok

nem voltak elég pontosak a teljesen megbízható azonosításhoz. Később Garay et al. (2022) megerősítette eredményeimet, így az ω Cen lett a harmadik gömbhalmaz, amelyben sikerült megfigyelni a K-Mg antikorrelációt.

5. A korábbiaknál bonyolultabb kapcsolatot találtam az Al-szórás és a halmazok átlagos fémtartalma között. A megfigyelések továbbra is támogatják az AGB-szennyezési elméletet, de három jól elkülöníthető csoportot találtam: (1) [Fe/H] $< -1{,}3$ esetén az $R_{\rm Al}$ 0,4 dexnél nagyobb, de a fémtatalom szerint nagyon gyenge csökkenést mutat, (2) [Fe/H] = $-1{,}3$ és $-1{,}0$ között tág határok között változik a $R_{\rm Al}$ értéke, (3) [Fe/H] $> -1{,}0$ esetén pedig a legtöbb gömbhalmaz a hibahatárhoz közeli Al-szórást mutat. A Tejútrendszer kémiai fejlődésére korrigálva a fémszegény és fémgazdag halmazok közötti nagy $R_{\rm Al}$-különbség csökken, de az összefüggés komplexitása megmarad. Bár a halmazok tömegétől függ az Al-szórás, annak mértéke növekszik a korrekció után.

6. A befogott gömbhalmazok közül az ω Cen és az NGC 2808 nagyobb Al-szórást mutat, mint hasonló fémtartalmú *in situ* társaik. A többi befogott halmaz $R_{\rm Al}$-értéke is hasonló az *in situ* gömbhalmazokéhoz.

7. Az N-C antikorreláció az NGC 288 és az M10 kivételével minden gömbhalmazban folytonos eloszlást mutat. Ez ellentétben áll a korábbi irodalmi észlelésekkel, amelyek bimodális eloszlást figyeltek meg. Ennek oka valószínűleg az, hogy az APOGEE- észlelésekből sokkal több csillagra sikerült a [C/Fe]-t és az [N/Fe]-t meghatározni, mint korábban bármikor.

8. Az Mg+Al+Si és C+N+O értéke mindegyik halmazban konstans. Az összegek nem függnek a fémtartalomtól, tömegtől vagy $V_{\rm abs}$-tól, csak a halmazok korától, ami a normális kémiai evolúció eredménye. Az Mg+Al+Si szórása csökkenő fémtartalommal növekszik, ami valószínűleg az alacsony metallicitáson megnövekedett hibák eredménye. Az ω Cen-ben a C+N+O összege nagyobb, mint a többi halmazé, megerősítve a korábbi irodalmi méréseket.

9. A 31 halmaz közül ötben nem látszik a Mg$-$Al-ciklus hatása: 47 Tuc, M4, M107, NGC 6388 és M71. Ezekben az $R_{\rm Al}$ közel van a hibahatárhoz, de az N szórása sokkal nagyobb, mint amelyet az [N/Fe] hibájából következne. Ha létezett is a Mg$-$Al-ciklus a korai csillagokban, annak hatása nem látszódik, mert az FG-csillagok [Al/Fe] elemgyakorisága megemelkedett, és a vastag korongéhoz hasonló. Ilyen magas [Al/Fe]-nél az elemgyakoriság logaritmikus skálája miatt sokkal több Al-t kellett volna a korai csillagoknak termelni, hogy azt a jelenlegi hibahatárok mellett ki lehessen mutatni. Azonban Schiavon et al. (2017) és Tang et al. (2017) NGC 6553 észlelései megerősíteni látszanak a magas fémtartalmú gömbhalmazokbeli Mg$-$Al-ciklus működését.

7. fejezet

Az ω Cen többszörös csillagpopulációinak vizsgálata

Az ω Cen a legnagyobb tömegű gömbhalmaz a Tejútrendszerben, és kémiai összetétele, fotometriai tulajdonságai arra utalnak, hogy fejlődése sokkal összetettebb volt, mint a többi gömbhalmazé. Még ma sincs általánosan elfogadott elmélet a kialakulására. Az egyik vezető elmélet szerint az ω Cen egy olyan törpegalaxis maradványa, amely külső régióit a Tejútrendszer körüli keringése során elvesztette (Bekki & Freeman, 2003). A komplikált kémiai összetétel miatt ma még az sem világos, hogy az ω Cen-ben pontosan hány csillagpopuláció található.

Az előző fejezetben bemutatott gömbhalmazok felmérésében (Mészáros et al., 2020) az ω Cen is szerepelt, azonban a halmaz kémiai összetételének bonyolultsága miatt nem volt lehetőségem abban a cikkben az ω Cen tulajdonságait részletesen tanulmányozni, ráadásul a cikk elkészítése közben világossá vált, hogy az APOGEE időközben még több csillagot észlelt az ω Cen-ben. Ezért a gömbhalmazok legkiterjedtebb felmérésének harmadik fázisát az ω Cen részletes vizsgálatával zártam, amit a Mészáros et al. (2021) publikáltam. Ebben a cikkben a saját eredményeimet a $2-7$. fejezetek tartalmazzák. Ez a fejezet az SDSS$-$IV APOGEE-2 nem nyilvános adatainak felhasználásával készült.

7.1. A halmaztagság meghatározása

A Mészáros et al. (2020)-ban a 2018-ig észlelt csillagokat használtam a halmaztagok kiválasztásához. 2020-ig azonban az APOGEE további csillagokat is észlelt az ω Cen-ben, ezért szükség volt a csillagok listájának frissítésére. Ehhez pontosan ugyanazokat a kiválasztási lépéseket használtam, amelyeket már a 6.1.1. fejezetben is részleteztem: a radiális sebesség, a központtól mért távolság és a *Gaia*-sajátmozgások szerint válogattam ki az ω Cen csillagait. Mivel az ω Cen-nek a hibahatárnál sokkal nagyobb fémtartalom eloszlása van (Johnson & Pilachowski, 2010), ezért a fémtartalom szerint nem szelektáltam a csillagokat.

A DR16-ban (Jönsson et al., 2020) publikussá tett APOGEE színképek közül 243 olyan ω Cen-halmaztagot találtam, amelyeket a Mészáros et al. (2020)-ban nem tudtam vizsgálni. Minden új csillag atmoszferikus paramétereit és elemgyakoriságait pontosan ugyanazon módszer szerint határoztuk meg, mint a Mészáros et al. (2020) többi csillagáét, amiről a 6.1.2. fejezetben írtam részletesen. A legtöbb új csillag az ω Cen fémszegény és fémgazdag populációihoz tartozott, ezért az új csillagok hozzáadásával ezeket a korábbinál részletesebben sikerült vizsgálnom. A Mészáros et al. (2020)-ban 898 halmaztagot találtam, így az új minta 1141 csillagok tartalmazott, amelyekből 982 színképe volt S/N$=$ 70 felett. Mivel az új csillagok pontosan ugyanazzal a módszerrel analizáltuk, a régi mintához gond nélkül hozzá lehetett adni azokat.

A halmaztagok megnövekedett száma miatt a Mészáros et al. (2020)-ban publikált Fe, Al, Mg+Al+Si, N és C+N+O elemgyakoriságainak minden statisztikáját frissítenem kellett. Ezeket a 7.1. táblázatban soroltam fel, és a frissített értékek nem különböznek szignifikánsan a korábban publikáltaknál. Hi-

7.1. táblázat. Az elemgyakoriságok frissített átlaga és szórása. Forrás: Mészáros et al. (2021)

Paraméter	Mészáros et al. (2020)	Új értékek
N_1[a]	898	1141
N_2[b]	775	982
[Fe/H]-átlag	−1,511	−1,528
[Fe/H]-szórás	0,205	0,233
[Fe/H]-hiba[c]	0,077	0,079
[Al/Fe]-átlag	0,586	0,497
[Al/Fe]-szórás	0,533	0,566
[Al/Fe]-átlag $>$ 0,3 dex	0,935	0,927
[Al/Fe]-szórás $>$ 0,3 dex	0,389	0,442
[Al/Fe]-átlag $<$ 0,3 dex	0,058	0,020
f_{enriched}	0,603	0,527
[(Mg + Al + SI)/Fe]-átlag	0,413	0,410
[(Mg + Al + SI)/Fe]-szórás	0,096	0,098
[N/Fe]-átlag	1,273	1,334
[N/Fe]-szórás	0,452	0,520
[(C + N + O)/Fe]-átlag	0,642	0,699
[(C + N + O)/Fe]-szórás	0,177	0,216

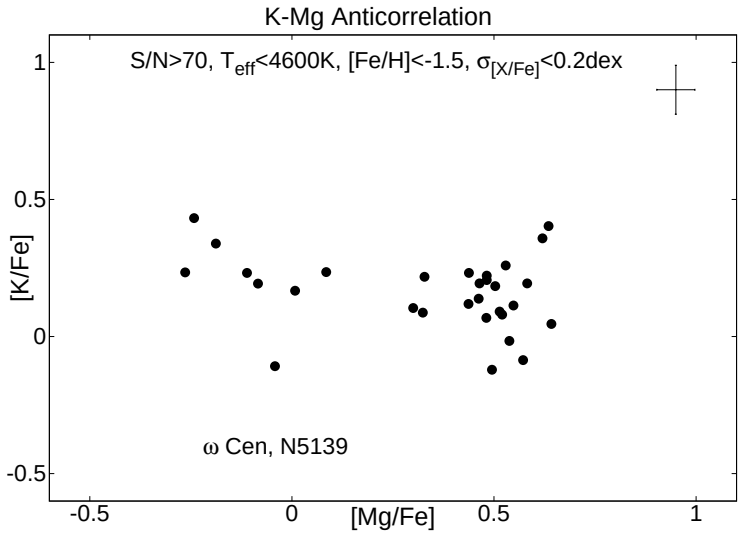
Note. — Ez a táblázat az ω Cen Mészáros et al. (2020)-ból származó és a frissített paraméterek statisztikáját tartalmazza

[a]Az összes csillag száma

[b]Az S/N $>$ 70 csillagok száma

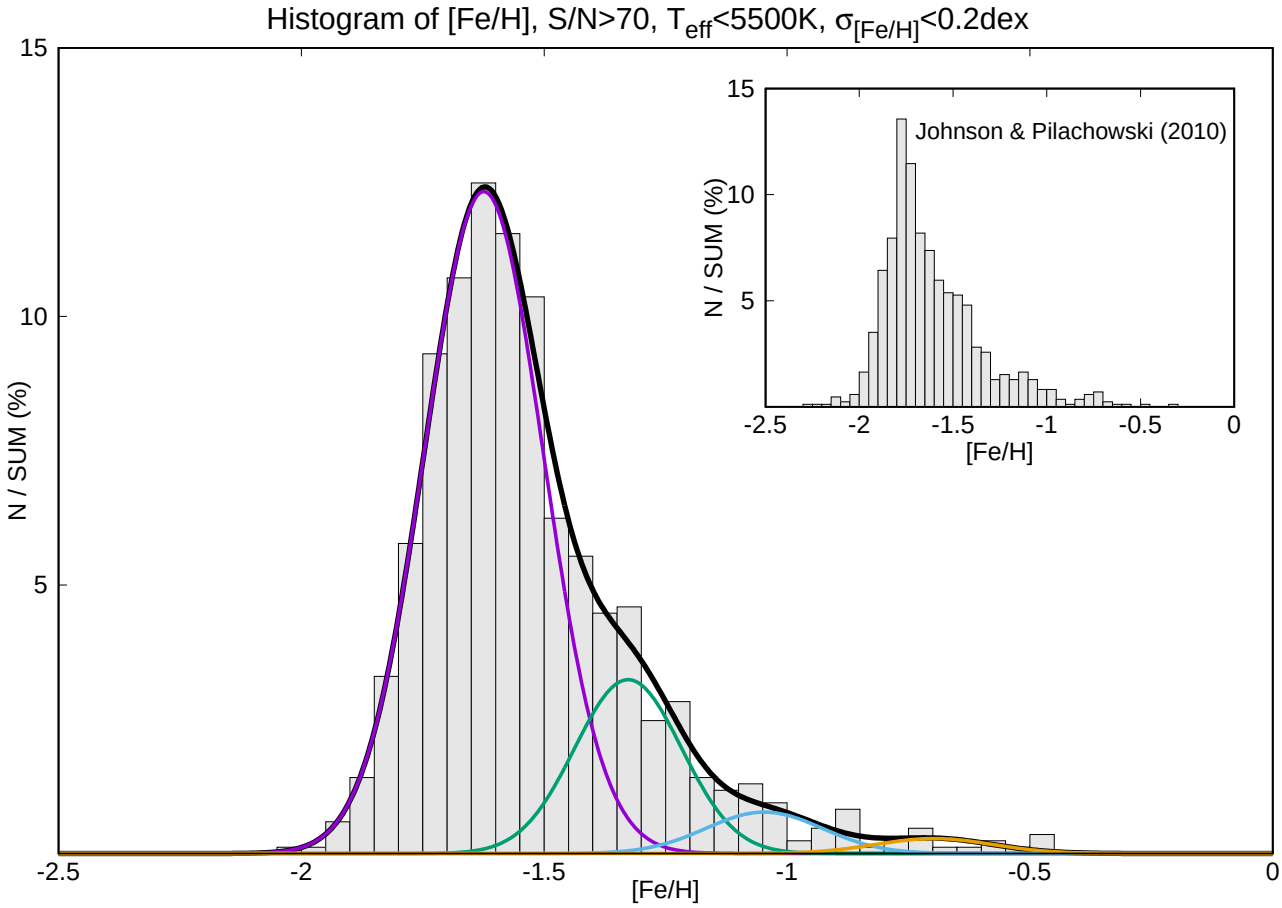
[c]A [Fe/H] átlagos hibája

bahatárhoz közeli változásokat lehet csak látni, ezért a Mészáros et al. (2020)-ban bemutatott új tudományos eredmények nem szorultak felülvizsgálatra. A legfontosabb változások közé tartozott a [Fe/H] szórásának növekedése, amely 0,205-ról 0,233 dexre változott. Az [Al/Fe] átlaga 0,089 dexel csökkent, és ez szintén csökkenést okozott az f_{enriched} értékében 0,603-ról 0,527-re. Ezeknek a változásoknak fő oka az volt, hogy az új csillagok jelentős része a fémszegény és fémgazdag populációkhoz tartozott, és általában alacsony [Al/Fe]-vel rendelkeztek. Ehhez hasonló változások normálisnak tekinthetők, mert ahogyan nő az észlelt csillagok száma, úgy pontosodik a halmaz fő paramétereinek statisztikája.



7.1. ábra. *Az ω Cen-ben megfigyelt frissített K-Mg antikorreláció. Forrás: Mészáros et al. (2021)*

A Mészáros et al. (2020)-ban megfigyelt K-Mg antikorreláció új változata látható a 7.1. ábrán. Bár a frissített mintában több csillagot sikerült azonosítani [Mg/Fe] = 0,1 dex alatt, ez nem tette egyértelműbbé a korábban talált gyenge antikorrelációt. A H sávban található két semleges K-vonal sajnos nagyon gyenge, ezért nehezen illeszthető, ami sokszor bizonytalan [K/Fe]-értékekhez vezetett. Ennek ellenére később Garay et al. (2022) az optikai tartományban lévő K-vonalak használatával egyértelműen bebizonyította a K-Mg antikorreláció létezését az ω Cenben. Ezzel a két megfigyeléssel az ω Cen lett a harmadik gömbhalmaz, amelyben a K-Mg antikorrelációt felfedezték.



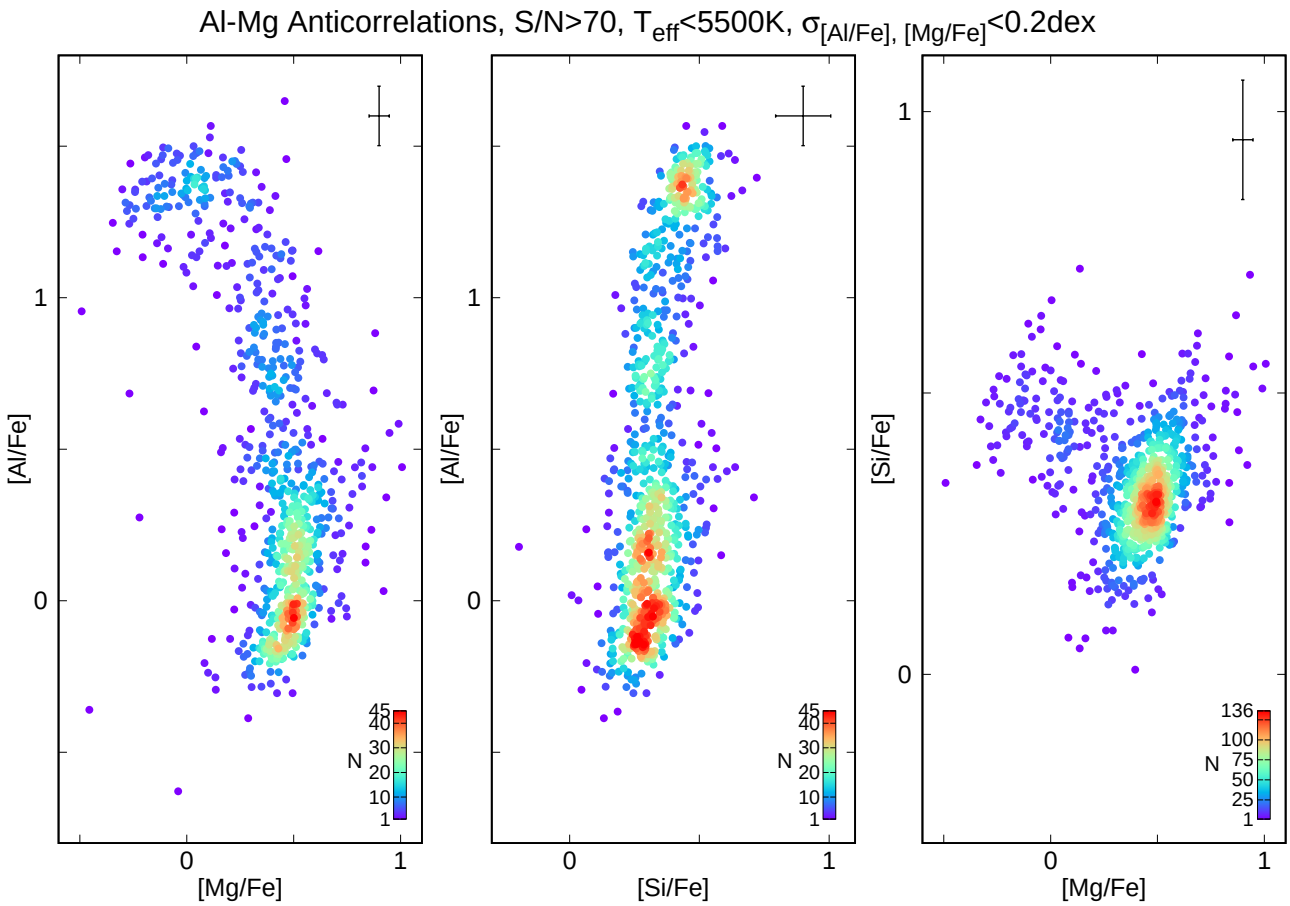
7.2. ábra. *Az ω Cen fémtartalmának hisztogramja. A teljes eloszlást négy populációhoz tartozó Gauss-függvénnyel lehet a legjobban illeszteni. A Johnson & Pilachowski (2010) fémességhisztogramja a belső panelen látható. Forrás: Mészáros et al. (2021)*

7.2. Az ω Cen csillagpopulációi

7.2.1. A fémesség eloszlása

Ahogyan azt már az 1.3.4. fejezetben is részleteztem, az irodalomban már többen kimutatták, hogy az ω Cen-ben a fémtartalom szerint több populációt is lehet azonosítani (Norris & Da Costa, 1995; Pancino et al., 2002; Sollima et al., 2005; Johnson & Pilachowski, 2010; Marino et al., 2011). Johnson & Pilachowski (2010) összesen 867 csillag fémtartalmát határozta meg egy olyan mintában, amely szinte teljesen lefedte az összes V $<$ 13,5-nél fényesebb csillagot. Én összesen 982 olyan halmaztagot találtam, aminek S/N $=$ 70 feletti színképe volt, ez a minta is lefedi a V = 13,5-nél fényesebb csillagok nagy részét, és több V $<$ 16 fényességű csillagot tartalmaz, mint Johnson & Pilachowski (2010).

Az ω Cen fémességeloszlását a 7.2. ábrán lehet látni, amelyben a kisebb panel Johnson & Pilachowski (2010) hisztogramját mutatja. A hisztogram binneléséhez 0,05 dexet használtam, hogy könnyen össze lehessen hasonlítani eredményeinket. Johnson & Pilachowski (2010) összesen öt csúcsot azonosított: [Fe/H] = $-1{,}75$, $-1{,}50$, $-1{,}15$, $-1{,}05$ és $-0{,}75$ dex. A Mészáros et al. (2021)-ben bemutatott új hisztogramot összesen négy Gauss-függvénnyel sikerült illesztenem, amelyek négy csillagpopulációnak felelnek meg, ezek csúcsai a következő [Fe/H]-értékeknél vannak: $-1{,}65$, $-1{,}35$, $-1{,}05$ és $-0{,}7$ dex. A Mészáros et al. (2021) fémességei kb. 0,1 dexel alacsonyabbak, mint Johnson & Pilachowski (2010) ami hasonló a többi gömbhalmaznál már tapasztalt fémtartalom-különbséghez a H sáv és az optikai mérések között (Mészáros et al., 2020). A korrekció figyelembevétele után a négy populációt Sollima et al. (2005)-ban definiált nevezéktannal láttam el: RGB$-$MP ([Fe/H] $\leq -1{,}5$), RGB$-$Int1 ($-1{,}5 <$ [Fe/H] $\leq -1{,}2$), RGB$-$Int2+3 ($-1{,}2 <$ [Fe/H] $\leq -0{,}8$) és RGB$-$a ([Fe/H] $> -0{,}8$).



7.3. ábra. *a Mg−Al-ciklusban részvevő elemek közötti (anti)korrelációk az ω Cen-ben. Az Al-Mg antikorreláció Mg-szegény csillagai Al-tartalmának visszafordulása egyértelműen látható a bal oldali panelen. A sűrűségprofil többszörös csoportosulását az Al-Mg antikorreláció mellett az Al-Si korreláción is meg lehet figyelni. A halmazon belüli átlagos hibát a jobb felső sarokban lehet látni. Forrás: Mészáros et al. (2021)*

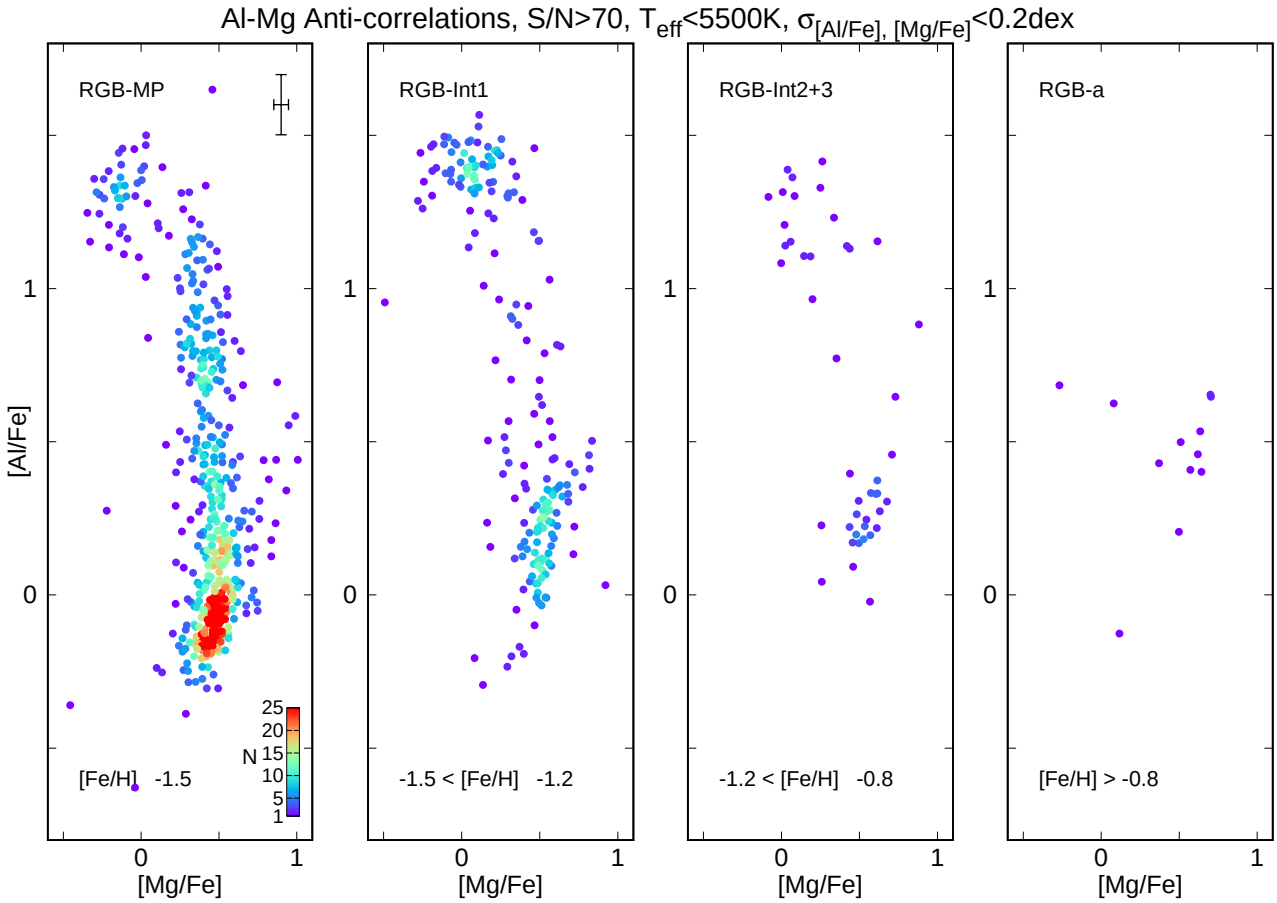
7.2.2. Az ω Cen Al-Mg antikorrelációja

Hasonlóan a korábbi fejezetekhez, az ω Cen Al-Mg antikorrelációját is az AGB-szennyezési elmélet (Ventura et al., 2001, 2013) tekintetében tárgyalom. Bár ez az elmélet képes az Mg-Al-Si kapcsolatot megmagyarázni, a Na-O eloszlásra nem alkalmazható, és sajnos a mai napig nincs olyan elmélet, amely tökéletesen meg tudná magyarázni a gömbhalmazok megfigyelt elemgyakoriságának összes tulajdonságát.

Az Al-Mg antikorreláció alakja változatos formát mutat halmazról halmazra (Mészáros et al., 2020), de egyiknek sincs annyira komplikált Al-Mg eloszlása, mint az ω Cen-nek. Az ω Cen Al-Mg antikorrelációja a 7.3. ábra bal oldali paneljén, az Al-Si korrelációja a középső paneljén, a Si-Mg antikorrelációja pedig a jobb oldali paneljén látható. Ez az ábra nagyon hasonló ahhoz, amelyet a Mészáros et al. (2020)-ban publikáltam, de kb. 25%-al több csillagok tartalmaz, és jól kirajzolódnak a többszörös populációk által okozott nagyobb sűrűsödések az elemgyakoriságokban.

A Masseron et al. (2019)-ben kollégáim fedezték fel azt, hogy az Mg-ban legszegényebb SG-csillagok Al-tartalma kisebb, mint amit az Al-Mg antikorreláció alakjából várnánk, érdekes visszafordulást mutatva az Al-Mg diagram tetején az M15-ben és M92-ben. Ehhez hasonló visszafordulást fedeztem fel az ω Cen-ben (Mészáros et al., 2020). Ez a visszafordulás látható a 7.3. ábra bal oldali paneljén, ahol az Mg-ben legszegényebb csillagokban kevesebb Al található, mint az Al-Mg antikorreláció tetején. Ezt a Mg−Al-ciklus nagyon magas, 80 millió K feletti hőmérsékleten bekövetkező fúziójával magyaráztam, amely során az Al helyett Si keletkezik. Ez pedig Al-Si korrelációban és Si-Mg antikorrelációban mutatkozik meg, amelyek jól láthatók a 7.3. ábrán.

Az Al-Mg antikorreláció fémtartalomfüggése a 7.4. ábrán látható. A fémtartalomfüggést már John-



7.4. ábra. *Az Al-Mg antikorreláció a metallicitás szerint felosztott négy populációban. Az antikorreláció alakja függ a fémtartalomtól, [Fe/H] $< -1{,}2$ dex esetén folytonos $-1{,}2 <$ [Fe/H] $< -0{,}8$ dex tartományban bimodális, [Fe/H] $> -0{,}8$ dex esetén pedig az [Al/Fe] közel konstans. Forrás: Mészáros et al. (2021)*

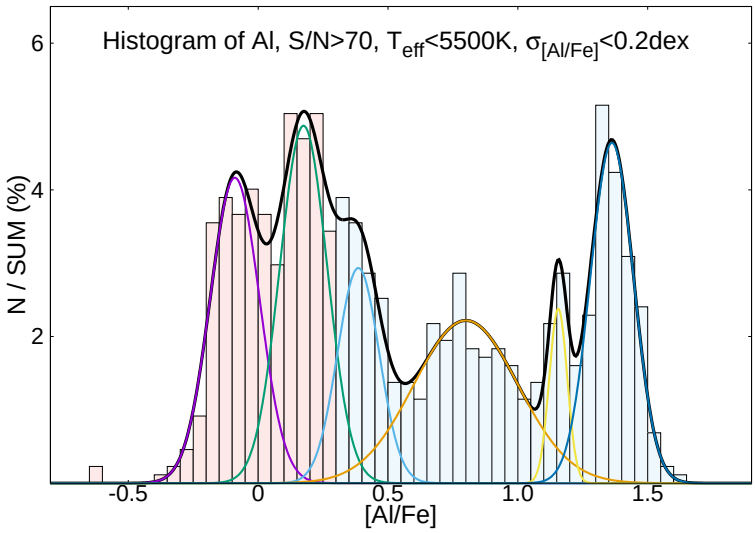
son & Pilachowski (2010) is vizsgálta, de csak 332 csillag optikai színképe alapján. A Mészáros et al. (2021)-ban azonban 873 csillag [Al/Fe] elemgyakoriságát sikerült meghatároznunk, aminek segítségével sokkal részletesebben tudtam a fémtartalomfüggést vizsgálni, mint korábban bárki az irodalomban.

Az ω Cen csillagait a 7.2.1. fejezetben definiált négy fémtartalom-tartományra felosztva ábrázoltam az Al-Mg antikorrelációt a 7.4. ábrán. Bár az Al eloszlása hasonlít a Johnson & Pilachowski (2010) által publikáltra, jelentős különbségeket lehet látni. Az egyik legfontosabb az [Al/Fe] visszafordulása a Mg-szegény csillagok légkörében. Ez az jelenség csak és kizárólag a legfémszegényebb RGB−MP-populációra korlátozódik az $-1{,}9 <$ [Fe/H] $<= -1{,}5$ tartományban, amely egyébként főképp folytonos eloszlású, és nagy számú FG-csillagot tartalmaz. A magasabb fémtartalmú RGB−Int1- és RGB−Int2+3-populációk már inkább bimodális Al-eloszlásúak, és arányaiban kevesebb FG-csillag található meg bennük. A legfémgazdagabb populáció, az RGB−a már nem mutat jelentős Al-szórást, ami nagyon hasonló az ugyanebbe a fémtartalom-tartományba eső más gömbhalmazokhoz.

A folytonosság/bimodalitás jelenségét érdemes összehasonlítani más Tejútrendszerbeli gömbhalmazokkal. Az APOGEE korábbi gömbhalmazfelméréseiben sikeresen azonosítottam több bimodális és folytonos Al-eloszlással rendelkező gömbhalmazt (Mészáros et al., 2015, 2020), azonban azt találtam, hogy a Al-eloszlás alakja nem függ a halmaz átlagos fémtartalmától [Fe/H] $= -0{,}9$ alatt. Például az RGB−MP-populációhoz hasonló fémtartalmú M53 ([Fe/H] = $-1{,}888$) tisztán bimodális, de az RGB−Int2+3-populáció hasonló M5 ([Fe/H] = $-1{,}178$) már folytonos Al-eloszlású. Az ω Cen-ben az Al-eloszlás a fémtartalom növekedésével egyre inkább bimodális eloszlású lesz, és erre a jelenségre jelenleg nincs egyértelmű magyarázat. Több csillag észlelése minden bizonnyal segíteni fog az Al-Mg antikorreláció fémtartalomfüggésének jobb megértésében.

7.2.3. Többszörös csillagpopulációk azonosítása

A kiterjesztett minta segítségével a Mészáros et al. (2020)-hoz képest részletesebben tudtam tanulmányozni az Al-eloszlás hisztogramját. A többi gömbhalmaztól eltérően a Al-hisztogram nemcsak a változó Mg, vagy Si értékét integrálja össze, hanem a négy különböző Fe populációját is. A hisztogram segíthet Al-csúcsok megtalálásában akkor is, ha a [Si/Fe] vagy [Mg/Fe] elemgyakoriságok hiányoznak.



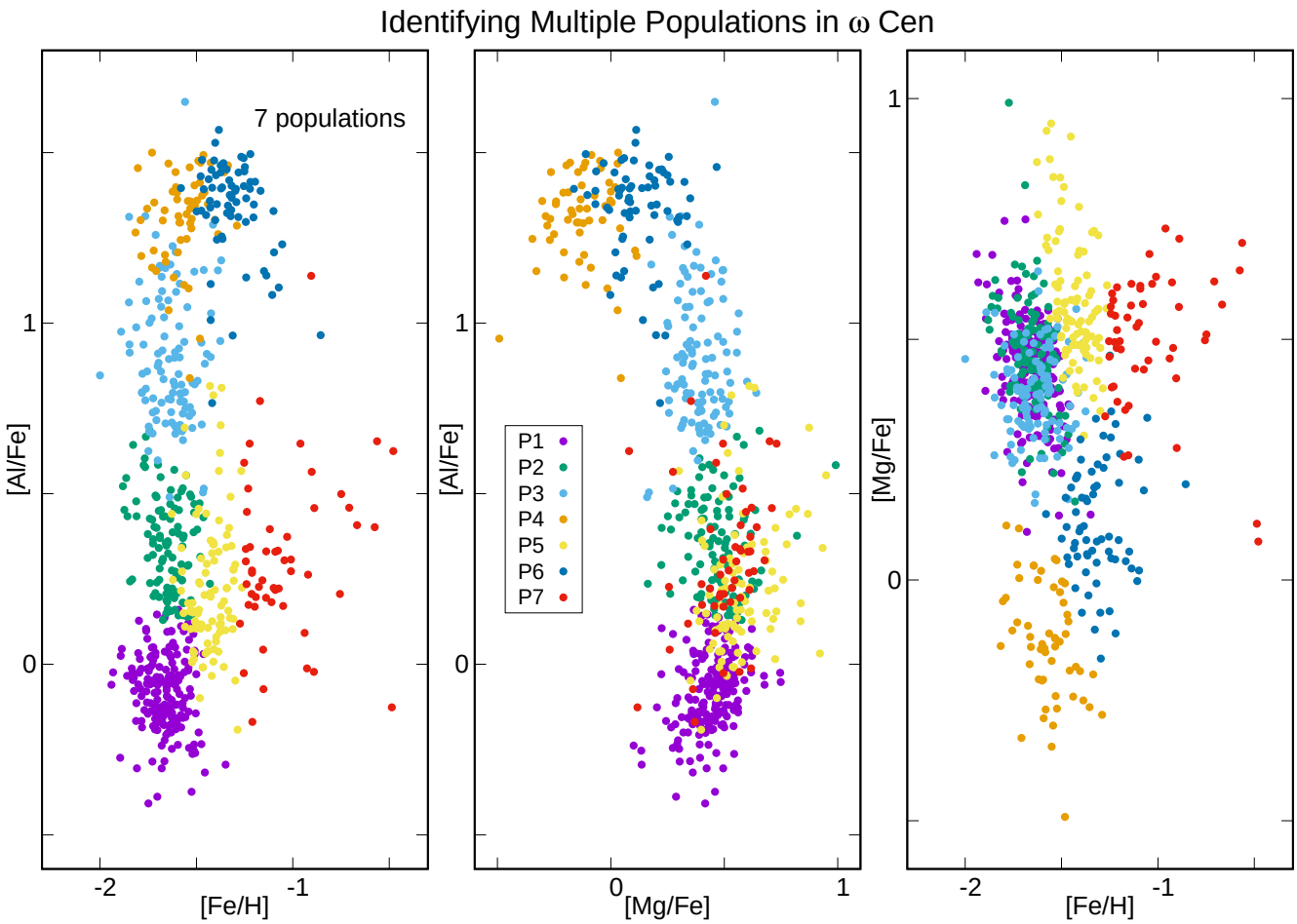
7.5. ábra. *Az ω Cen Al-eloszlásának hisztogramja 0,05 dex bint használva. Összesen hat populációt sikerült azonosítanom Gauss-függvények illesztésével. Forrás: Mészáros et al. (2021).*

Ez a hisztogram látható a 7.5. ábrán. A Mészáros et al. (2020)-ban összesen három populációt azonosítottam a hisztogram segítségével, azonban a kiterjesztett minta lehetővé tette a részletesebb vizsgálatot. Ez a három populáció az [Al/Fe] = 0,1, 0,75 és 1,4 dex értékek körül csoportosult, azonban a 7.3. ábrát tanulmányozva látszik, hogy az [Al/Fe] = 0,1 csoport további két olyan populációra osztható, amelyek [Al/Fe] $=$ 0,3 dex alá esnek. Ez azért érdekes, mert a Mészáros et al. (2020)-ban bevezetett definíció szerint az [Al/Fe] $=$ 0,3 dex alatti csillagokat tekintettem FG-csillagoknak, az e felettieket pedig SG-nek. Ez a tagolási rendszer jól működik a legtöbb gömbhalmazban, és kezdeti becslést ad arra, hogy melyek azok a csillagok, melyik csillagok keletkeztek a kezdeti gázfelhőből, és melyek alakultak ki az FG-csillagok által termelt nehezebb elemekkel már beszennyezett csillagközi anyagból. Az ω Cen az egyetlen gömbhalmaz, amelynek tradicionális FG-populációját további két kisebb populációra lehet bontani.

A 7.5. ábrán lehet látni, hogy a hatodik populáció az eredetileg [Al/Fe] = 1,4 dex körüli csoport kettéosztásából származik. Az ω Cen-ben nem egyszerű elválasztani egymástól a tradicionálisan az FG- és SG-osztályba sorolt csillagokat. A hisztogramon összesen 6 populációt azonosítottam, amelyekből kettő az FG-populációba esik. Az első három populáció [Al/Fe] = $-$0,09, 0,17 és 0,39 dex értékek körül csoportosul, amik közül az [Al/Fe] = 0,39 értékű generáció már SG-nek számít. A negyedik populáció csúcsa [Al/Fe] = 0,75 dexnél található és ennek van a legnagyobb Al-szórása a mintában. Az Al-ban leggazdagabb két populáció [Al/Fe] = 1,16 és 1,36 dexnél helyezkedik el, de az 1,16-os csoportban viszonylag kevés csillag található.

Mivel az ω Cen-ben a szokásos Al-en és Mg-n kívül más elemek gyakorisága is változik a populációk között, egy K-közép algoritmust használtam arra, hogy a többdimenziós paramétertérben könnyebben be tudjam azonosítani a hasonló kémiai összetételű populációkat. Az általam használt módszer hasonló volt Gratton et al. (2011)-hoz, és az R (Steinhaus, 1956) programozási nyelvben implementált verziót használtam. A populációkat az Al, Mg, Si és Fe által definiált 4D-s térben kerestem, bár az első tesztek kimutatták, hogy az Si-nek csak kis hatása volt a csoportosításra. Így összesen 7 populációt azonosítottam az Fe$-$Al$-$Mg-térben, eggyel többet, mint amennyi az Al-hisztogramon látható. A hetedik populáció a hisztogramon talált [Al/Fe] = 0,17 és 0,39 dex csoportok felbomlásából származik.

A hét populáció elhelyezkedését az [Al/Fe]$-$[Fe/H], [Al/Fe]$-$[Mg/Fe] és [Mg/Fe]$-$[Fe/H] diagramon a 7.6. ábrán lehet látni. Az egyes populációk nevét és az elemgyakoriságainak átlagát a 7.2. táblázatban soroltam fel. Ez a hét populációt három fémtartalomcsoportra lehet osztani, hasonlóan ahhoz, amit Gratton et al. (2011) talált az [Na/O] és az [La/H] használatával. Ennek oka, hogy a P7 csoport a 7.2. ábrán talált két legfémgazdagabb populáció nagy részét tartalmazza (RGB$-$a és RGB$-$Int2+3). A P1, P2, P3 és P4 populációk az RGB$-$MP-hez, a P5 és P6 pedig legfőképp az RGB$-$Int1- és RGB$-$Int2+3-csoportba tartoznak.



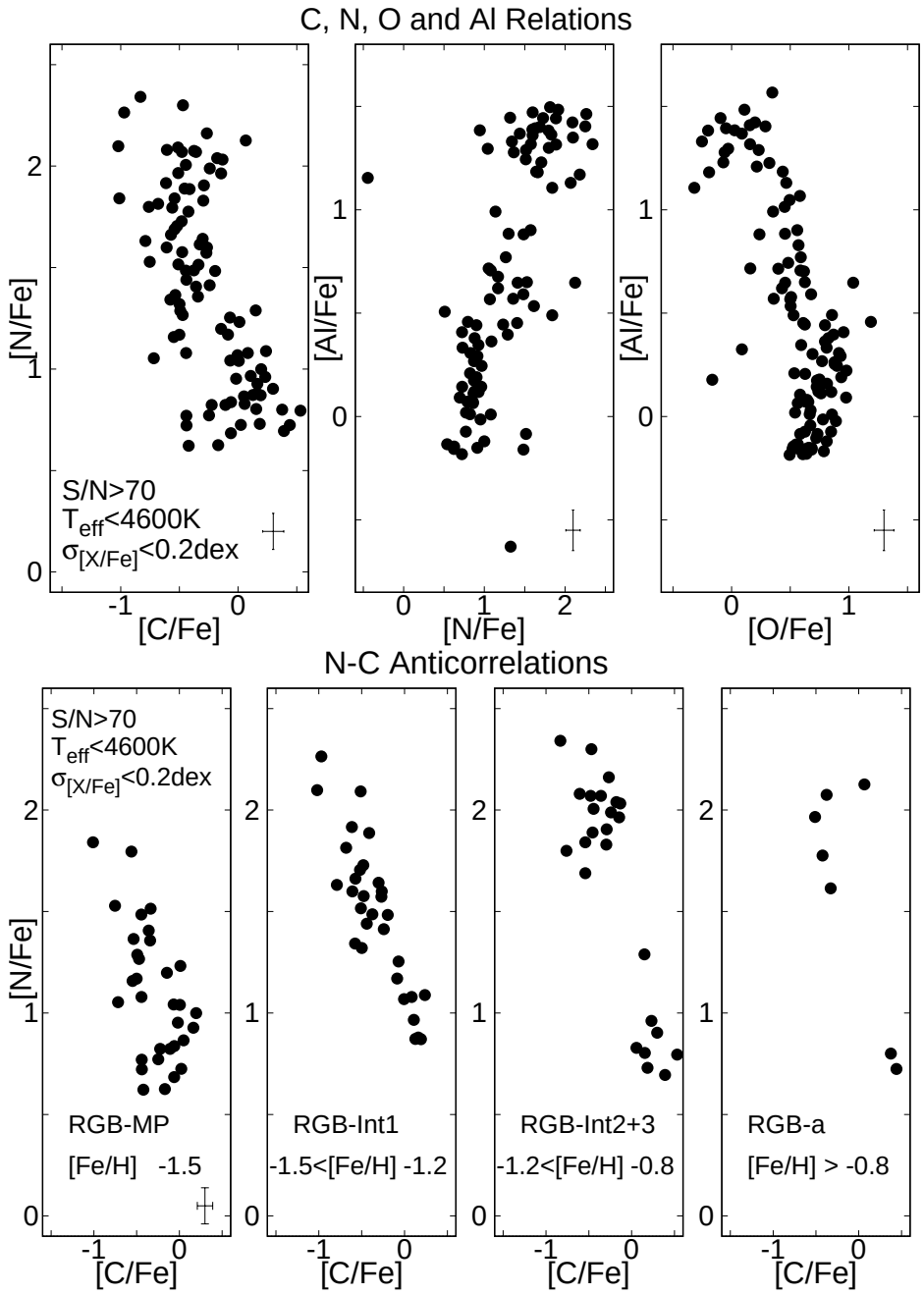
7.6. ábra. *Az ω Cen csillagainak Fe-, Mg- és Al-elemgyakoriságait felhasználva összesen 7 különböző populációt azonosítottam, amelyeket ezen az ábrán eltérő színekkel jelöltem. Forrás: Mészáros et al. (2021)*

7.2. táblázat. Az ω Cen populációi kémiai összetételének [Fe/H]-, [Mg/Fe]- és [Al/Fe]-átlagai. Forrás: Mészáros et al. (2021).

Pop.	N^a	[Fe/H] átlag	[Mg/Fe] átlag	[Al/Fe] átlag
P1	190	−1,663	0,445	−0,080
P2	107	−1,651	0,470	0,352
P3	107	−1,634	0,388	0,898
P4	56	−1,572	−0,128	1,307
P5	95	−1,431	0,578	0,229
P6	68	−1,312	0,124	1,334
P7	52	−1,040	0,500	0,307

[a]A populációkat alkotó csillagok száma

A 7.6. ábra segítségével sikerült azonosítanom, hogy melyik csillagcsoport felel az Al-Mg antikorreláció visszafordulásáért. Ez a P4 populáció, amelynek legtöbb csillaga az RGB−MP-hez tartozik, ezeket narancssárga körök mutatják a 7.6. ábrán.



7.7. ábra. *Felső három panel: A C, az N, az O és az Al közötti kapcsolat az ω Cen-ben. Ahogyan várható, a [N/Fe] antikorrelál a [C/Fe]-vel, [Al/Fe] korrelál az [N/Fe]-vel és antikorrelál az [O/Fe]-vel. Alsó négy panel: Az N-C antikorreláció a metallicitás szerint felosztott négy populációban. Az antikorreláció alakja függ a fémtartalomtól, [Fe/H] $= -1{,}2$ dex alatt folytonos, felette pedig bimodális. Forrás: Mészáros et al. (2021)*

7.2.4. Az ω Cen N-C antikorrelációja

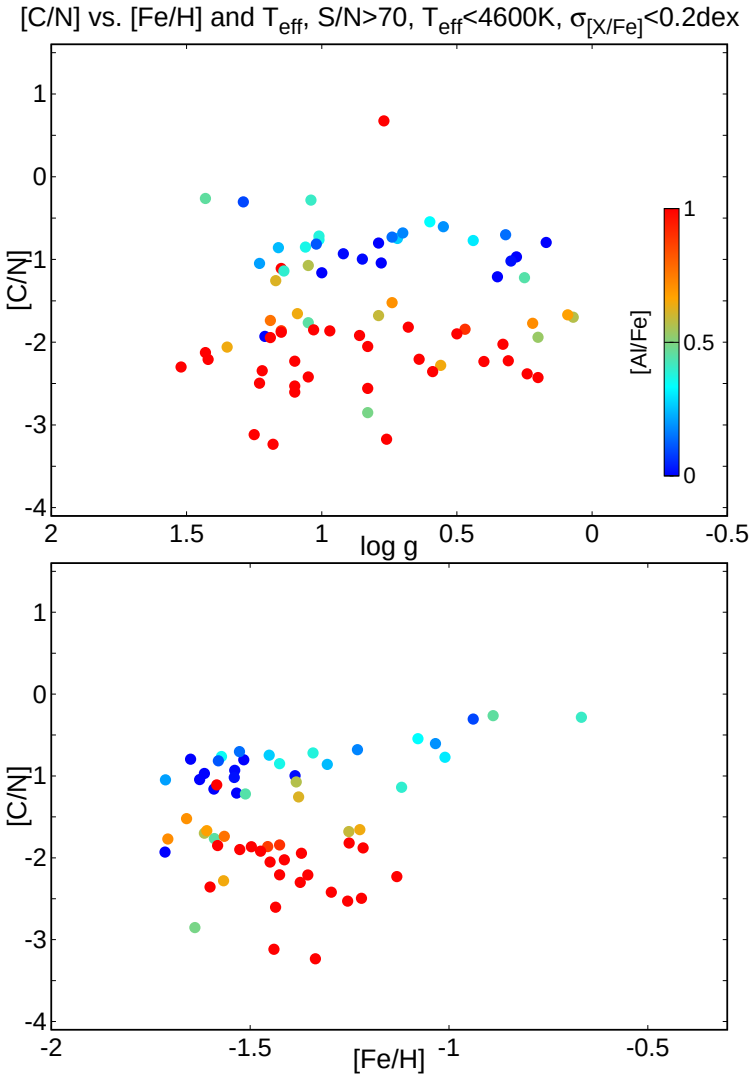
A CNO-ciklus eredményeként létrejött N-C, Al-O antikorrelációt és Al-N korrelációt a 7.7. ábra felső három paneljén lehet látni. Ezek nagyon hasonlóak a Mészáros et al. (2020)-hoz a több csillag ellenére is. Az itt bemutatott N-C antikorreláció sokkal tisztábban látszik, mint Marino et al. (2012) esetében.

Az Al-Mg antikorrelációhoz hasonlóan az N-C antikorreláció is függ a fémtartalomtól, ez a függés a 7.7. ábra alsó négy paneljén látható. A legalacsonyabb fémtartalmú RGB−MP-populáció esetében nem lehet a teljes mintában vizsgálni az [N/Fe] és az [C/Fe] elemgyakoriságokat, mert [Fe/H] $= -1{,}8$ dex alatt ezek a molekuláris sávok eltűnnek az APOGEE-színképekből. Az eloszlás folytonos [Fe/H] $= -1{,}2$ dex alatt és bimodális [Fe/H] $= -1{,}2$ dex felett, ami hasonló az Al-Mg antikorreláció visel-

kedéséhez. A legnagyobb különbséget az RGB−a-populáció esetében lehet látni, amelynek nincs jelentős Al szórása, de az [N/Fe] széles tartományon belül változik. Érdemes megjegyezni, hogy viszonylag kevés csillag [N/Fe] gyakoriságát sikerült meghatározni 0,2 dex pontosságnál jobban, mert $T_{\rm eff} = 4200$ K alatt a CN-molekulavonalak illesztése bonyolult.

Az N-C antikorreláció meredeksége nemcsak a többszörös populációnak köszönhető, hanem az RGB-n bekövetkező felkeveredésnek is. A Mészáros et al. (2021)-ben bemutatott N-C ábrákat nem korrigáltam a felkeveredésre. A felkeveredés azonban az ω Cen-ben is létezik, és a [C/Fe] elemgyakoriság erősen függ a $T_{\rm eff}$-től, ahogyan minden más gömbhalmazban is.

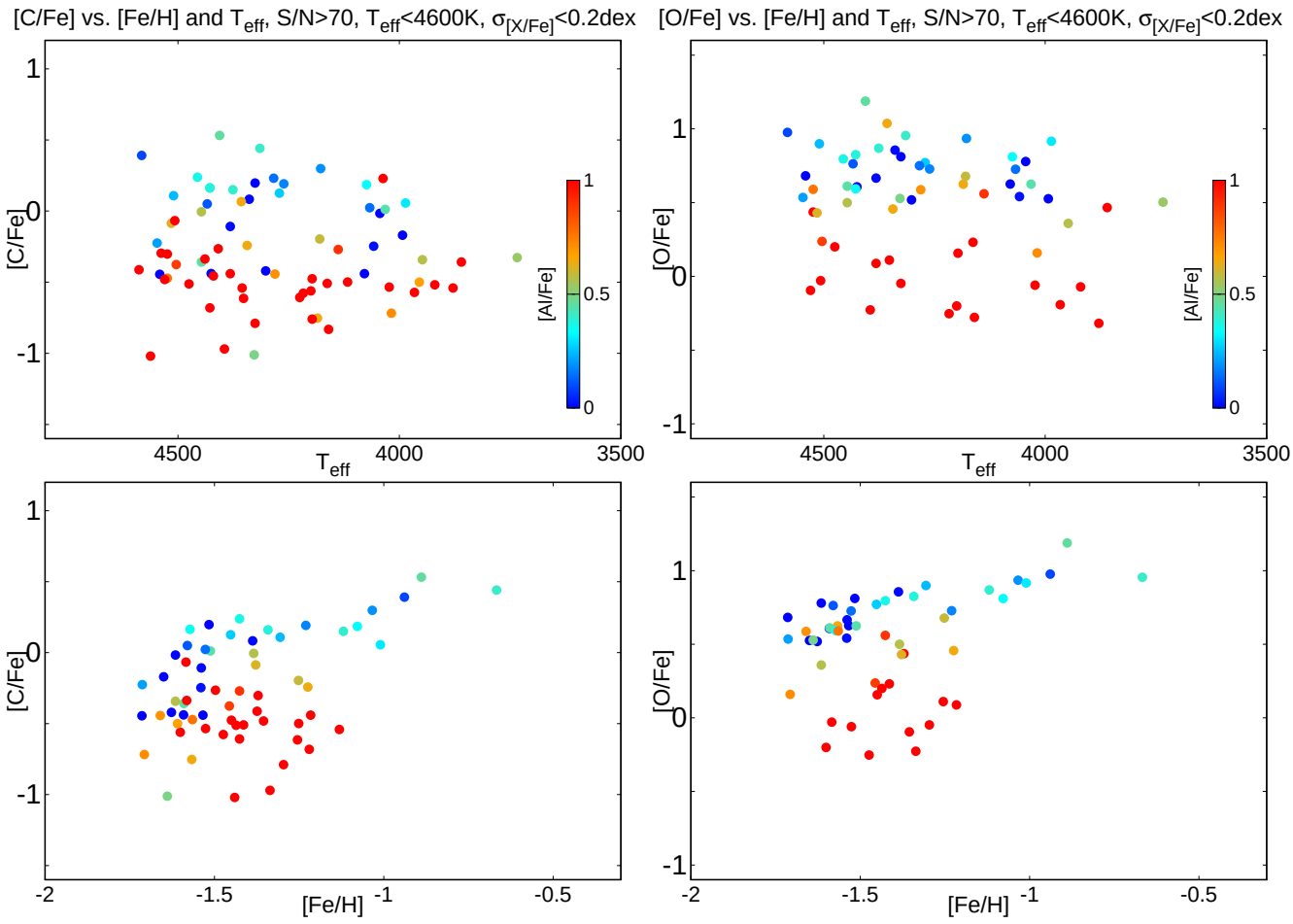
A felkeveredés erősségét a [C/N] fémtartalom- és log g-függésén keresztül vizsgáltam (7.8. ábra). Első ránézésre a [C/N] konstans értéket vesz fel a log g függvényében, azonban ez a kép jelentősen változik, ha a csillagokat felosztom FG- és SG-csillagokra, ezért a 7.8. ábrán látható pontokat azok [Al/Fe] elemgyakoriságával színeztem. Az alacsony [Al/Fe] elemgyakoriságú csillagok [C/N] értéke legalább 1 dexel nagyobb, mint a magas [Al/Fe]-értékűeké. Ez annak köszönhető, hogy a korai FG-csillagok sok N-nel szennyezték be azt a csillagközi felhőt, amelyből az SG-csillagok keletkeztek ezzel lecsökkentve a [C/N] értékét.



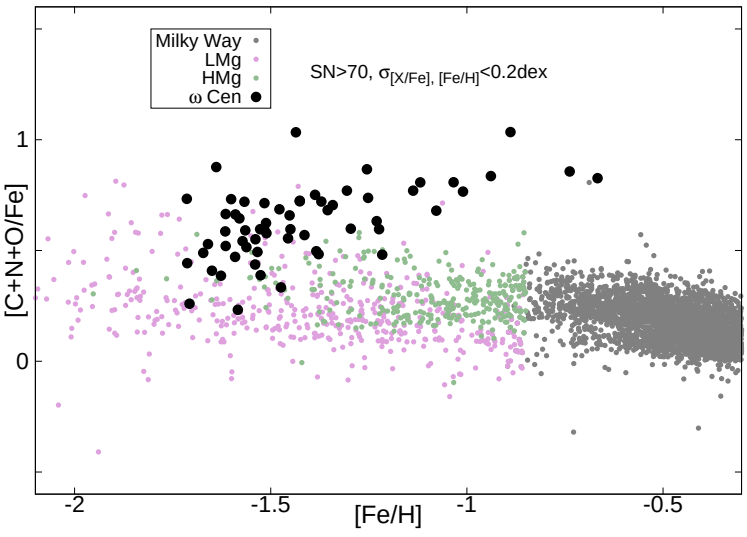
7.8. ábra. *A [C/N] a log g és a fémtartalom függvényében az [Al/Fe] értékével színezve. A klasszikus értelemben FG-csillagok kékes színűek, az SG-csillagok vörösek. A fémtartalom függvényében a korreláció ellentétes az FG- és SG-csillagoknál. Forrás: Mészáros et al. (2021)*

Bár a [C/N] nem függ a log g-től, a fémtartalom szerinti gyenge függést lehet látni az FG-csillagok esetében, a nagyobb fémtartalmú FG-csillagok lékörében magasabb a [C/N]. Az SG-csillagok esetében ezzel ellentétes korrelációt lehet látni, aminek az oka az, hogy [Fe/H] $= -1{,}4$ és $-1{,}2$ között az SG-csillagoknak nagyobb az [N/Fe] értéke, mint alacsonyabb fémtartalomnál, ami szintén valószínűleg a többszörös populációknak köszönhető.

Lagarde et al. (2012) szerint a [C/N] értékében nagyobb esést kellene látni a luminozitásbumpnál, $T_{\rm eff} \approx 4700$ K környékén, azonban sajnos ezt az APOGEE-színképekkel nem lehet ellenőrizni, mert ilyen nagy hőmérsékletnél nem lehetséges a CO- és CN-vonalak illesztése. Az ennél alacsonyabb hőmérsékleteknél azonban lehetséges a felkeveredés fémtartalomfüggését a csillagok tömegétől függetlenül vizsgálni, mert egy gömbhalmazban feltételezhetjük, hogy minden csillag hasonló tömegű. Lagarde et al. (2012) elmélete szerint a felkeveredés erősebb a nagyobb fémtartalmú csillagokban. Ezt az FG-csillagok esetében tudtam tesztelni, hiszen ezeknek a csillagoknak a légkörét nem szennyezte be korábbi csillagpopuláció N-nel. Ezt a függést lehet látni a 7.8. ábra alsó paneljén. A korreláció annak eredménye, hogy amíg az [N/Fe] konstans, a [C/Fe] függ a fémtartalomtól (7.9. ábra bal alsó panel).



7.9. ábra. *Bal oldali két panel: a [C/Fe] a $T_{\rm eff}$ és a fémtartalom függvényében az [Al/Fe] értékével színezve. A klasszikus értelemben FG-csillagok kékes színűek, az SG-csillagok vörösek. Az FG-csillagok [C/Fe] értéke enyhén növekszik a fémtartalommal. Jobb oldali két panel: az [O/Fe] a fémtartalom és a $T_{\rm eff}$ függvényében az [Al/Fe] értékével színezve. Az FG-csillagok [O/Fe] értéke enyhén növekszik a fémtartalommal. Forrás: Mészáros et al. (2021)*



7.10. ábra. *A C+N+O összege az ω Cen-ben (fekete pöttyök) és a Tejútrendszerben. Forrás: Mészáros et al. (2021).*

Az ω Cen-ben a C+N+O összeget Marino et al. (2012) vizsgálta részletesen, és azt találta, hogy [Fe/H] $= -2{,}0$ és $-0{,}9$ között az 0,5 dexel növekszik. Az APOGEE segítségével a [Fe/H] $= -1{,}7$ és $-0{,}6$ közötti tartományt tudtam vizsgálni, aminek segítségével sikerült megerősíteni Marino et al. (2012) eredményét. Ez a 7.10. ábrán látható a Tejútrendszer csillagaival összehasonlítva. A magas metallicitásnál megnövekedett [(C+N+O)/Fe]-érték elsősorban a magas [O/Fe] elemgyakoriságnak köszönhető. Az [O/Fe] a [Fe/H] és a $T_{\rm eff}$ függvényében a 7.9. ábra jobb oldali paneljein látható. A nagyobb fémtartalmú (RGB$-$a) FG-csillagokban nagyobb a [C/Fe] és az [O/Fe], ami több N keletkezéséhez vezet, megemelve az RGB$-$a populáció [N/Fe] értékét (7.7. ábra). A magas [(C+N+O)/Fe] kialakulására jelenleg nincs általánosságban elfogadott elmélet.

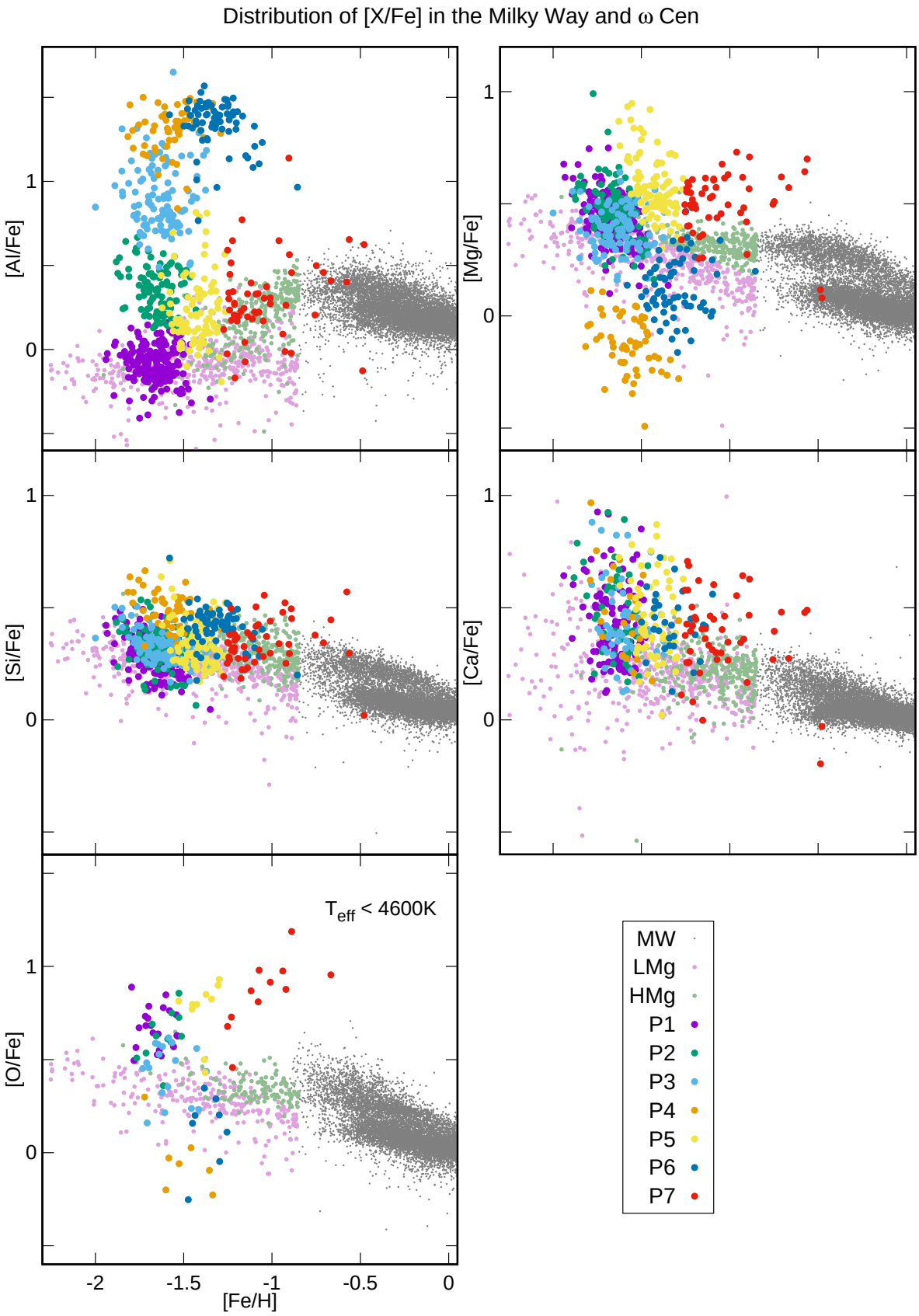
7.2.5. Összehasonlítás a Tejútrendszerrel és más gömbhalmazokkal

Az ω Cen fejlődésének megértésében segít, ha kémiai összetételét összehasonlítom a Tejútrendszerrel és más gömbhalmazokkal. Az ω Cen és a Tejútrendszer [X/Fe]$-$[Fe/H] eloszlását a 7.11. és 7.12. ábrákon lehet látni. Ezeken összesen 9 elemgyakoriságot ábrázoltam: Al, Mg, Si, Ca, O, C, N, C+N+O, és Ce. A Ce esetét nem részletezem ebben a dolgozatban, mert annak elemzését társszerzőim végezték el. A gömbhalmazok [Al/Fe] eloszlását a [Fe/H] függvényében a 7.13. ábrán mutatom be. Ezeken az ábrákon a szürke körök a Tejútrendszer csillagait jelölik, a zöld körök a fémszegény vastag korong (HMg), a lila körök pedig a haló csillagait (LMg) mutatják. A két csoportot a Hayes et al. (2018) által definiált képlettel választottam ki. A 7.11. és 7.12. ábrákon az ω Cen hét populációját különböző színekkel jelöltem. Fontos megjegyezni, hogy két különböző elemgyakoriság-skálát hasonlítok össze, az egyik a BACCHUS által meghatározott, a másik pedig az APOGEE DR16-ban szereplő (Jönsson et al., 2020). A két skála között van kis mértékű, kb. 0,1$-$0,2 dex szisztematikus eltérés, amit az analízisben lentebb figyelembe vettem.

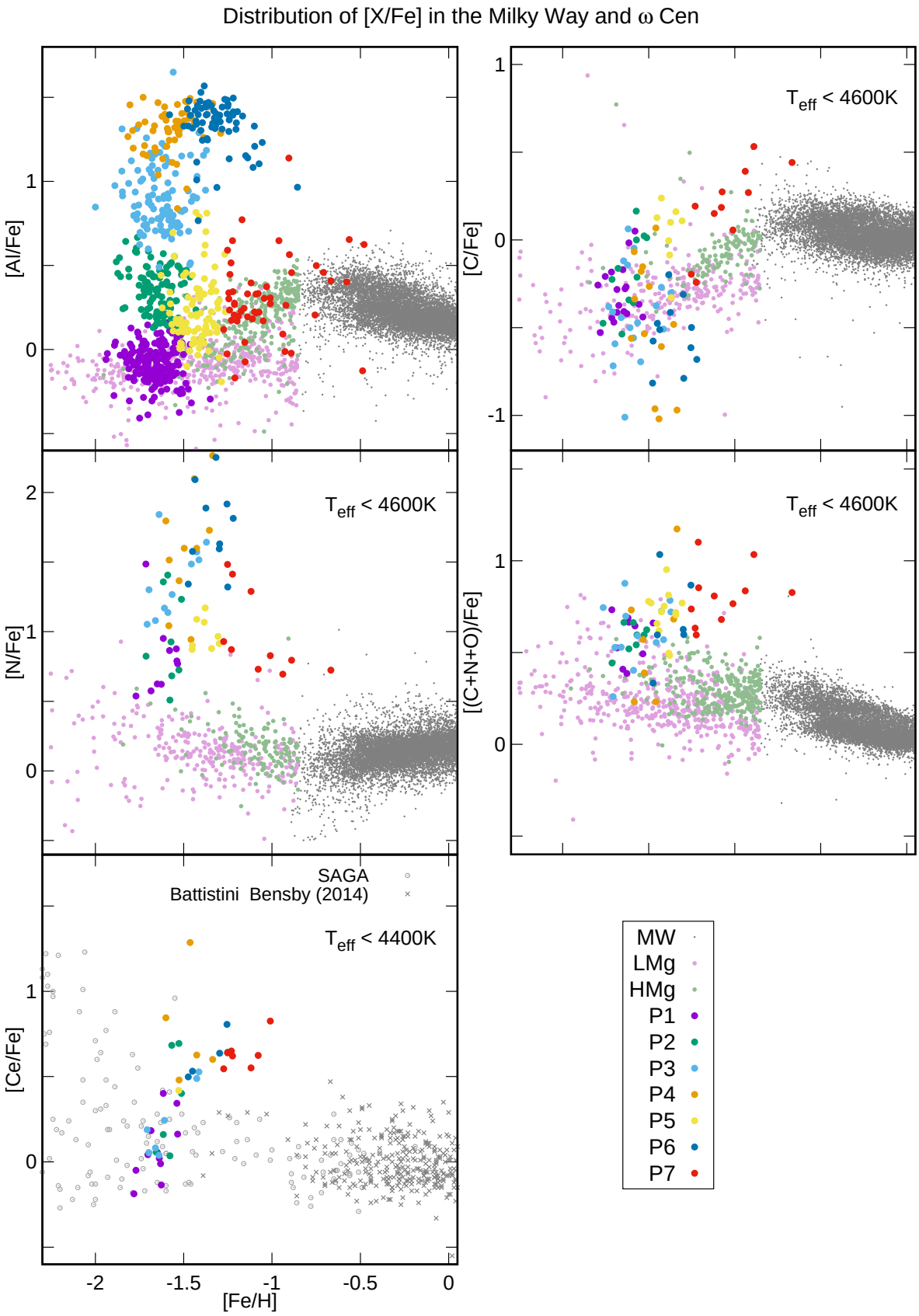
A P1, P2, P3 és P4 populációknak hibahatáron belül ugyanaz a fémtartalmuk: $<$[Fe/H]$>_{P1}=-1{,}64\pm0{,}12$, $<$[Fe/H]$>_{P2}=-1{,}60\pm0{,}11$, $<$[Fe/H]$>_{P3}=-1{,}64\pm0{,}14$, $<$[Fe/H]$>_{P4}=-1{,}64\pm0{,}11$. Az átlag körüli szórás nem sokkal nagyobb, mint az átlagos hiba, ezért ezeknek a fémtartalma azonosnak tekinthető. Ez a négy populáció nagyon hasonló eloszlású más fémszegény gömbhalmazokhoz, amelyeknek folytonos Al eloszlása van. Ez a négy populáció tartalmazza az ω Cen csillagainak kb. 2/3-át. A P5, P6 és P7 populációk fémtartalma magasabb, mint az első négy populációé. A P5 csoport átlagos fémtartalma $<$[Fe/H]$>_{P5}=-1{,}38\pm0{,}04$, azaz monometallicitásúnak tekinthető. A P6 és P7 populáció már más, mert azok Fe szórása a hibahatárnál jóval nagyobb értékű: $<$[Fe/H]$>_{P6}=-1{,}17\pm0{,}29$ és $<$[Fe/H]$>_{P7}=-1{,}05\pm0{,}27$. A P6 populáció Al-ben gazdag, és magasabb fémtartalmú, mint a P1 és P4 populációk. A P2, P3, P4 és P6 populációk gazdagabbak Al-ban, ami a korábbiakhoz hasonlóan a Mg$-$Al-ciklus eredménye, és a legjobban az AGB-szennyezési modellel (Ventura et al., 2001, 2013) magyarázható. Az [Al/Fe] értékeik szerint a P5 és P7 populációk a halóhoz és a vastag koronghoz nagyon hasonló kémiai összetételűek (7.11. ábra, bal felső panel), de az [Mg/Fe] és [O/Fe] elemgyakoriságok szignifikánsan magasabbak, mint az LMg- és HMg-csoport (7.11. ábra, jobb felső panel). Ezek az elemek nagy tömegű csillagok szupernóva-robbanásaiban jönnek létre, és a feldúsulásuk arra utal, hogy az ω Cen P5 és P7 populációinak csillagai olyan gázfelhőből jöttek létre, amelyet sokkal több II-es típusú szupernóva-robbanás dúsított fel Mg-vel és O-val, mint a Tejútrendszer hasonló fémtartalmú részeit.

A Si esetében a P4 és P6 populációk mutatnak magasabb [Si/Fe]-értékeket, mint a Tejútrendszer hasonló fémtartalmú csillagai. A Si főként nagy tömegű és fémszegény csillagok belsejében, magas hőmérsékletű Mg$-$Al-ciklus során keletkezik (Ventura et al., 2016), ami arra utal, hogy ezek a populációk olyan anyagból keletkeztek, amit közel $5M_{\odot}$ tömegű, [Fe/H] $< -3{,}5$ dex metallicitású csillagok szennyeztek be Si-vel. A Ca esetében az ω Cen eloszlása szorosan követi a Tejútrendszerben megfigyelt [Ca/Fe]-t.

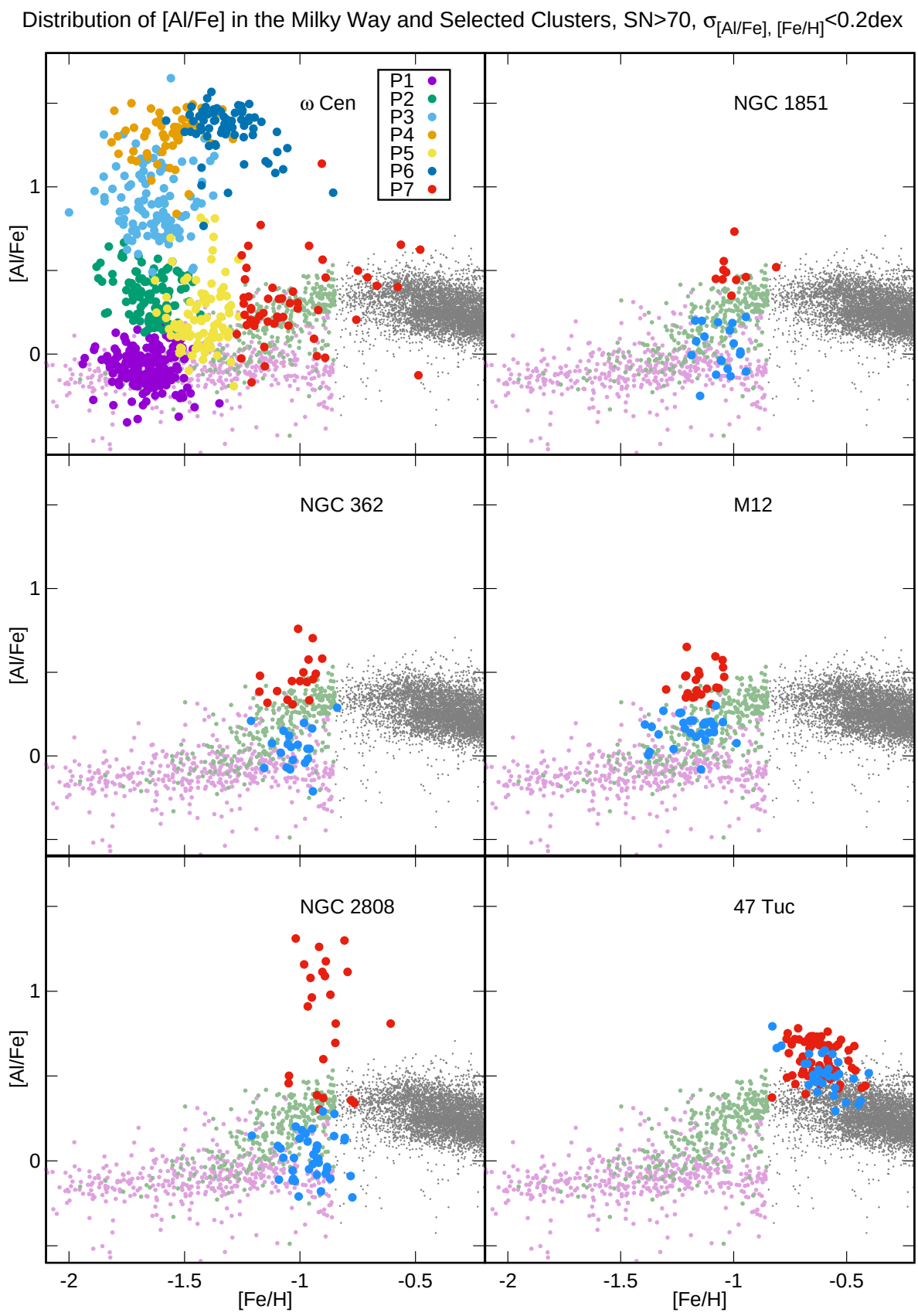
Ezeknek a megfigyeléseknek a tükrében a legegyszerűbb magyarázat az ω Cen fejlődésére a következő. A hét populációt két nagy csoportra lehet bontani: az elsőben az alacsony fémtartalmú P1, P2, P3, P4 és P6 populációk tartoznak, amelyek valószínűleg az eredeti, nagy tömegű gömbhalmaz populációiból származnak. A másik csoport P5-ből és P7-ből áll, amelyekben magas [α/Fe]-értékeket lehet megfigyelni a sok nagy tömegű szupernóva-robbanás eredményeként. A két csoport között kapcsolatot teremthet a P6 populáció, amely a P5 AGB-csillagai által termelt Al-nek köszönheti a magas [Al/Fe] elemgyakoriságot. Ez a két utóbbi populáció lehet egy törpegalaxis maradványa, amelynek korai fejlődése során a magjában sok szupernóva-robbanás történt, majd egyesült az ω Cen-el. Ezt a törpegalaxist ma már nem lehet megfigyelni, de az M54 esetében már sikerült kapcsolatot teremteni közte és a Sagittarius törpegalaxis között, bizonyítva, hogy hasonló kölcsönhatások végbementek a múltban (Mucciarelli et al., 2017). Az ω Cen fejlődését tehát alapvetően két folyamat befolyásolhatta: az alacsony fémtartalmú populációkban a nagy tömegű AGB-csillagok csillagszele, a nagy fémtartalmú populációkban pedig sok II-es típusú szupernóva felrobbanása.



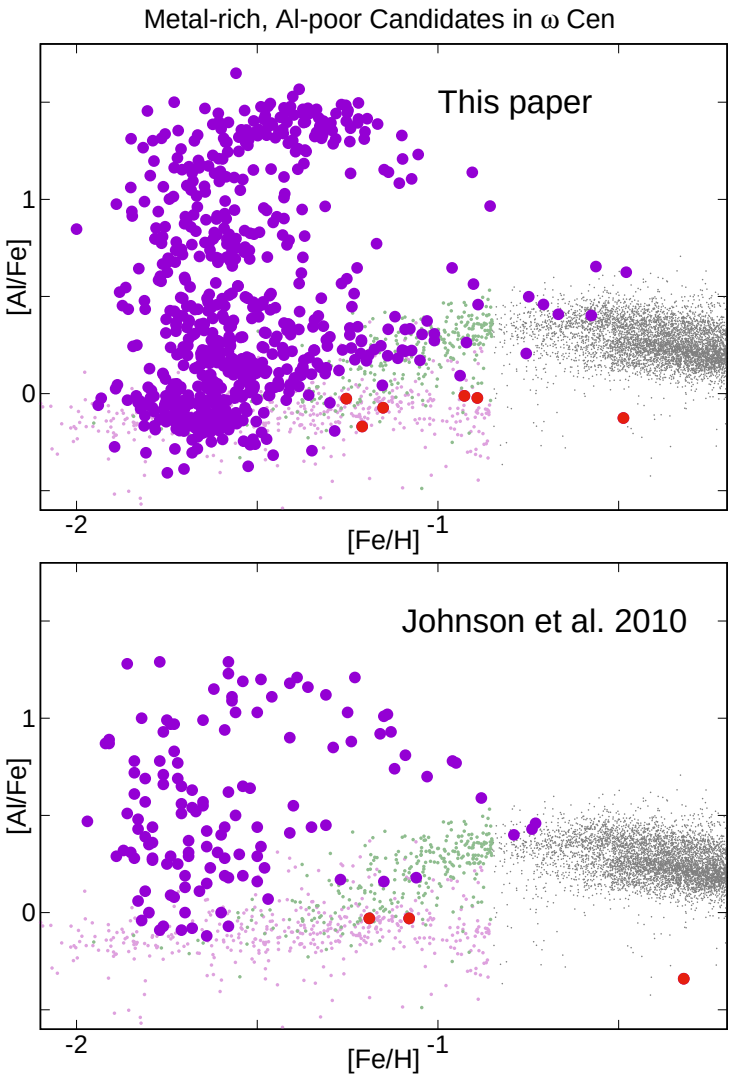
7.11. ábra. *Az [Al/Fe], [Mg/Fe], [Si/Fe], [Ca/Fe] és [O/Fe] eloszlása a [Fe/H] függvényében az ω Cen-ben és a Tejútrendszerben. A halvány zöld körök a vastag korong fémszegény, de Mg-gazdag (HMg) csillagait mutatják, a halvány lila körök pedig az alacsonyabb Mg tartalmú haló (LMg) csillagokat jelölik Hayes et al. (2018) definícióját használva. A populációk színe azonos a 7.6. ábráéval. Forrás: Mészáros et al. (2021)*



7.12. ábra. *Az [Al/Fe], [C/Fe], [N/Fe], [(C+N+O)/Fe] és [Ce/Fe] eloszlása a [Fe/H] függvényében az ω Cen-ben és a Tejútrendszerben. A halvány zöld körök a vastag korong fémszegény, de Mg-gazdag (HMg) csillagait mutatják, a halvány lila körök pedig az alacsonyabb Mg tartalmú haló (LMg) csillagokat jelölik Hayes et al. (2018) definícióját felhasználva. A populációk színe azonos a 7.6. ábráéval. Forrás: Mészáros et al. (2021)*



7.13. ábra. *Az [Al/Fe] eloszlása a [Fe/H] függvényében az NGC 1851-ben, NGC 362-ben, M12-ben, NGC 2808-ban, M5-ben, 47 Tuc-ban és a Tejútrendszerben. A halvány zöld körök a vastag korong fémszegény, de Mg-gazdag (HMg) csillagait mutatják, a halvány lila körök pedig az alacsonyabb Mg tartalmú haló (LMg) csillagokat jelölik Hayes et al. (2018) definícióját felhasználva. A kék körök a klasszikus FG-csillagokat jelölik ([Al/Fe] < 0,3 dex), a piros körök pedig az SG-csillagokat ([Al/Fe] > 0,3 dex). A 47 Tucban az [N/Fe] > 0,7 kritériumot használtam az FG- és SG-csillagok megkülönböztetéséhez. Forrás: Mészáros et al. (2021)*



7.14. ábra. *A fémgazdag, de [Al/Fe]-ben szegény csillagokat piros körökkel jelöltem. A felső panelen Mészáros et al. (2021)-ből, az alsó panelen Johnson & Pilachowski (2010)-ből származó elemgyakoriságok láthatók. A két forrásban definiált fémgazdag és Al-szegény csillagok között nincs közösen észlelt csillag. Forrás: Mészáros et al. (2021)*

Az ω Cen hét populációjának Al összetételét érdemes összehasonlítani más, hasonló fémtartalmú gömbhalmazokéval. Ez látható a 7.13. ábrán a következő halmazok esetében: NGC 1851, NGC 362, M12, NGC 2808, M5 és 47 Tuc. A 47 Tuc kivételével a többi gömbhalmazt azért választottam, mert azok azt a fémtartalomtartományt fedik le, ahol a Tejútrendszer HMg- és LMg-részei elválnak egymástól. Ebben a mintában egyik gömbhalmaznak sincs olyan Al-Fe eloszlása, mint az ω Cen-nek. Az NGC 1851, az NGC 362 és az NGC 2808 FG-csillagai a halóhoz hasonló kémiai összetételű gázfelhőből alakultak ki, míg az M12 és a 47 Tuc FG-csillagai inkább a vastag koronghoz hasonló összetételű anyagból keletkeztek.

A P7 populáció esete a legkülönlegesebb, ennek összetétele egy gömbhalmazéhoz sem hasonlít. Ahogyan korábban említettem, lehetséges, hogy ez az a populáció, amely egy befogott törpegalaxis maradványa. Ezen fémgazdag populáció halmazon belüli elhelyezkedése más, mint a fémszegényeké, ami további bizonyíték lehet a befogott törpegalaxis elméletére (Jurcsik, 1998; Pancino et al., 2000, 2003; Calamida et al., 2017). Az APOGEE azonban nem észlelt elegendő számú csillagot ahhoz, hogy ezt a térbeli szeparációt megerősíthessem. A P7 [Al/Fe] eloszlása nagyon hasonló a vastag koronghoz, ami elsőre azt sugallja, hogy az ω Cen esetleg a Tejútrendszerrel lépett kapcsolatba a P7 kialakulása előtt. Ez azonban nem valószínű, mert a többi elem eloszlása nem követi a vastag korongét, ami arra utal, hogy a törpegalaxis befogása az ω Cen befogása előtt történhetett meg.

A P7-ben további pekuliáris összetételű csillagokra bukkantam, ezeket a 7.14. ábra felső paneljén lehet látni piros körökkel jelölve. Ezeknek a csillagoknak az [Al/Fe] elemgyakorisága sokkal inkább a halóra hasonlít, mint a vastag korongra. Ezek a csillagok a következők: 2M13262643-4736438, 2M13275189-4750038, 2M13272565-4715345, 2M13253337-4730395, 2M13262451-4709113, 2M13260181-4739340. Érdekes, hogy hasonló csillagokat Johnson & Pilachowski (2010) is észlelt, összesen hármat: 50187, 55028, 60058. Sajnos a 9 csillag között egy közös észlelés sincsen. Elképzelhető, hogy a fotometriai hőmérsékletek pontossága miatt néhány csillagnak pontatlanabbul sikerült meghatározni az elemgyakoriságait, összesen négy olyan csillagot találtam, amelynek fotometriai hőmérséklete és ASPCAP $T_{\rm eff}$-je között 500 K-nél nagyobb különbség van. Ettől függetlenül még mindig létezik két csillag amelynek alacsony [Al/Fe] értékét nem lehet ezzel megmagyarázni (2M13275189-4750038 és 2M13272565-4715345). Ezeknek a csillagoknak a létezése még a korábbinál is komplikáltabb fejlődési utat sejtet, azonban független mérésekkel meg kell erősíteni létezésüket.

7.3. Összefoglalás

Az ω Cen vizsgálatával az volt a célom, hogy annak kialakulását és fejlődését megértsem. Az APOGEE nem nyilvános színképeit felhasználva összesen 982 csillag légkörében vizsgáltam a C, N, O, Mg, Al, Si, Ca és Fe elemgyakoriságát. A Mészáros et al. (2021)-ben publikáltam eredményeim a következők:

1. Az ω Cen-ben összesen négy különböző fémtartalmú populációt azonosítottam, megerősítve Johnson & Pilachowski (2010) és Gratton et al. (2011) eredményeit. A legfémszegényebb populáció tartalmazza a halmaz csillagainak kb. 2/3-át.

2. Megállapítottam, hogy a különböző fémtartalmú populációk különböző C-N- és Mg-Al-eloszlással rendelkeznek, a legfémszegényebb populációban az Al eloszlása folytonos egészen [Fe/H] $<$ $-1{,}5$ dexig, de bimodálissá válik a fémtartalom növekedésével. A legfémgazdagabb populációban az Al eloszlása a hibahatárhoz közeli, de az N nagy tartományt fed le. Az N-C antikorreláció folytonos eloszlású [Fe/H] $= -1{,}2$ dex alatt, és bimodális felette.

3. Az [Al/Fe]$-$[Fe/H]-eloszlás vizsgálatával arra a következtetésre jutottam, hogy az ω Cen legfémgazdagabb P7 populációja a vastag koronghoz hasonló eloszlást mutat, azonban az [Mg/Fe] és az [O/Fe] elemgyakoriságok szignifikánsan magasabbak azoknál, aminek magyarázatához több II-es típusú szupernóva-robbanást kellene feltételeznünk, mint amennyi a vastag korongban végbe mehetett. Ezek az eredmények arra utalnak, hogy a halmaz fejlődése során az ω Cen még azelőtt elnyelhetett egy törpegalaxist vagy egyesülhetett azzal, hogy a Tejútrendszer halójának belső régiójába került volna.

4. A P7 populációban 6 olyan csillagok találtam, amelyek [Al/Fe] elemgyakorisága elemgyakorisága 0-nál kisebb, és hasonlítanak a klasszikus halócsillagokra. Bár ezek az eredmények még megerősítésre várnak, ha megfigyelésem igazolódik, az további bizonyítékot szolgáltatna egy törpegalaxis elnyelésére.

5. Az Al-ben gazdag, klasszikus SG-populációk a CNO-ciklus hatásaként FG-társaiknál magasabb [C/N]-értéket mutatnak. Gyenge korrelációt találtam a [C/N] és a fémtartalom között, ami arra utal, hogy a felkeveredés mértéke erősebb a magasabb metallicitások felé, megerősítve Lagarde et al. (2012) elméletét. Az irodalomban korábban megfigyelt magasabb C+N+O értékeket is sikerült megerősítenem.

Köszönetnyilvánítás

A Szegedi Tudományegyetemen elvégzett tanulmányaim során sok olyan tudással gazdagodhattam, ami nélkül lehetetlen lett volna az itt bemutatott kutatási eredményeket elérni. Szeretném megköszönni oktatóim, Dr. Kiss László, Dr. Gergely Árpád László, Dr. Szatmáry Károly, és Dr. Vinkó József áldozatos munkáját. Külön köszönet illeti témavezetőmet Dr. Vinkó Józsefet, aki oly sok türelemmel segítette egyetemi tanulmányaimat és bevezetett a csillagászati spektroszkópia világába.

A Harvard-Simthsonian Center for Astrophysics predoktori hallgatójaként témavezetőmtől Dr. Andrea Dupree-től rengeteget tanultam a nagy felbontású spektroszkópia gyakorlati és elméleti oldaláról, míg Dr. Eugene Avrett és Dr. Robert Kurucz vezetett be a csillaglégkörök modellezésének hátterébe és az elméleti színképek kiszámításának világába, amiért sok köszönettel tartozom nekik.

Posztdoktori kutatásaimat az SDSS APOGEE égboltfelmérő programja, és az ott dolgozó kutatók útmutatása határozta meg. Az elmúlt több, mint tíz évben nagyon sok, a szakmája legjobbjaként dolgozó csillagásszal találkozhattam, de külön köszönet illeti a következő kutatókat: Dr. Carlos Allende Prieto, Dr. Anibal García-Hernández, Dr. Jennifer Johnson, Dr. Jon Holtzman, Dr. Steve Majewski, Dr. Ricardo Schiavon és Dr. Matthew Shetrone. Köszönettel tartozom hallgatóimnak és a Gothard Asztrofizikai Obszervatórium munkatársainak, Dr. Derekas Alíznak, Dr. Kovács Józsefnek és Dr. Szabó M. Gyulának az obszervatórium barátságos hangulatának kialakításáért és fenntartásáért.

A dolgozatban bemutatott kutatásaimat számos hazai és külföldi pályázat támogatta: az MTA Bolyai Ösztöndíja, az MTA Prémium Posztdoktori Kutatói Program, az NKFI Hivatal OTKA K119517 jelű pályázata, ÚNKP Bolyai+ Ösztöndíja, az Instituto de Astrofísica de Canarias posztdoktori ösztöndíja, az Indiana University posztdoktori ösztöndíja és az SDSS External Participant programja.

Végül, de nem utolsó sorban szeretném megköszönni feleségemnek, gyerekeimnek és szüleimnek kitartó támogatásukat, türelmüket, és amiért pályafutásom alatt végig önzetlenül támogattak.

Irodalomjegyzék

[1] Abadi M. G., et al. 2006, MNRAS, 365, 747

[2] Abdurro'uf, A. K., et al. 2022, ApJS, 259, 35

[3] Abolfathi, B., et al. 2018, ApJS, 235, 42

[4] Aguado, D. S, et al. 2019, MNRAS, 490, 2241

[5] Ahn, C. P, et al. 2014, ApJS, 211, 17

[6] Ahumada, R., et al. 2020, ApJS, 249, 3

[7] Alam, S., et al. 2015, ApJS, 219, 12

[8] Albareti, F. D., et al. 2017, ApJS, 233, 25

[9] Allende Prieto, C. 2008, Physica Scripta Volume T, 133, 014014

[10] Allende Prieto, C., et al. 2003, ApJS, 147, 363

[11] Allende Prieto, C., et al. 2006, ApJ, 636, 804

[12] Alonso, A., et al. 1999, A&AS, 140, 261

[13] Alonso, A., et al. 2001, A&A, 376, 1039

[14] Alves-Brito, A., et al. 2012, A&A, 540, 3

[15] Anders, E., & Grevesse, N. 1989, Geochim. Cosmochim. Acta, 53, 197

[16] Angelou, G. C., et al. 2012, ApJ, 749, 128

[17] Arentsen, A., et al. 2021, MNRAS, 505, 1239

[18] Asplund, M. et al. 2005, ASPC, 336, 25

[19] Asplund, M. et al. 2009, ARA&A, 47, 481

[20] Avrett, E. H., & Loeser, R. 2003, in IAU Symp. 210, Modeling of Stellar Atmospheres, ed. W. Weise & N. Piskunov (Dordrecht: Kluwer), A-21

[21] Barrado y Navascués, D., et al. 2001, ApJ, 549, 452

[22] Bastian N, & Lardo C. 2015, MNRAS, 453, 357

[23] Bastian N, & Lardo C. 2018, ARA&A, 56, 83

[24] Baumgardt, H. & Hilker, M. 2018, MNRAS, 478, 1520

[25] Baumgardt, H., et al. 2019, MNRAS, 482, 5138

[26] Beaton, R. L., et al. 2021, AJ, 162, 302

[27] Bekki, K., & Freeman, K. C. 2003, MNRAS, 346, 11

[28] Bellini A., et al. 2010, AJ, 140, 631

[29] Bergemann, M. & Nordlander, T. 2014, 2014arXiv1403.3088B

[30] Bertelli, G., et al. 2008, A&A, 484, 815

[31] Bertelli, G., et al. 2009, A&A, 508, 355

[32] Blanco-Cuaresma, S., et al. 2014, A&A, 569, 111

[33] Blanton, M. R., et al. 2017, AJ, 154, 28

[34] Bohlin, R. C., et al. 2017, AJ, 153, 234

[35] Bovy. J., et al. 2011, Ann. Appl. Stat., 5, 1657

[36] Bragaglia, A., et al. 2001, AJ, 121, 327

[37] Briley, M. M., et al. 1996, Nature, 383, 604

[38] Briley, M. M., et al. 1997, AJ, 113, 306

[39] Buhmann, M. D. 2003, Radial Basis Functions: Theory and Implementations (Cambridge: Cambridge Univ. Press)

[40] Bullock J. S., Johnston K. V., 2005, ApJ, 635, 931

[41] Calamida, A., et al. 2017, AJ, 153, 175

[42] Campbell, S. W., et al. 2013, Nature, 498, 198

[43] Casagrande, L., et al. 2010, A&A, 512, 54

[44] Cassisi, S., et al. 2008, ApJL, 672, L115

[45] Cassisi, S., et al. 2013, A&A, 554, 19

[46] Cassisi, S., et al. 2014, A&A, 571, A81

[47] Cardelli J. A., et al. 1989, ApJ, 345, 245

[48] Carraro, G., et al. 2006, ApJ, 643, 1151

[49] Carretta, E., et al. 2005, A&A, 433, 597

[50] Carretta, E., et al. 2007, A&A, 473, 129

[51] Carretta, E., et al. 2009a, A&A, 505, 117

[52] Carretta, E., et al. 2009b, A&A, 505, 139

[53] Carretta, E., et al. 2009c, A&A, 508, 695

[54] Carretta E., et al. 2010a, ApJL, 714, L7

[55] Carretta, E., et al. 2010b, A&A, 516, 55

[56] Carretta, E., et al. 2012, ApJL, 750, L14

[57] Castelli, F. 2005a, MSAIS, 8, 25

[58] Castelli, F. 2005b, MSAIS, 8, 344

[59] Castelli, F., & Kurucz, R. L. 2003, New Grids of ATLAS9 Model Atmospheres, IAUS, 210, 20P

[60] Cavallo, R. M., & Nagar, N. M. 2000, AJ, 120, 1364

[61] Charbonnel, C., & Prantzos, N. 2006, arXiv:astro-ph/0606220

[62] Charbonnel, C., et al. 2013, A&A, 557, L17

[63] Coelho, P. R. T. 2014, MNRAS, 440, 1027

[64] Cohen, J. G., & Meléndez, J. 2005, AJ, 129, 303

[65] Da Costa, G. S. 2016, in IAU Symp. 317, 'The General Assembly of Galaxy Halos: Structure, Origin and Evolution', ed. A. Bragaglia et al. (Cambridge: Cambridge Univ. Press), 110

[66] D'Antona, F., et al. 2005, ApJ, 631, 868

[67] Decressin, T., et al. 2007, A&A, 464, 1029

[68] Dell'Agli et al. 2018, MNRAS, 475, 3098

[69] D'Ercole, A., et al. 2008, MNRAS, 391, 825

[70] Dey, A., et al. 2019, AJ, 157, 168

[71] Dickens R., et al. 1991, Nature, 351, 212

[72] Dotter, A., et al. 2008, ApJS, 178, 89

[73] Eisenstein, D. J., et al. 2011, AJ, 142, 72

[74] Evans, D. W., et al. 2018, A&A, 616, 4

[75] Faul, A., et al. 2005, IMA J. Numer. Anal., 25, 1

[76] Ferraro F. R., et al. 2009, Nature, 462, 483

[77] Font A. S., et al. 2006, ApJ, 638, 585

[78] Forbes, D. A., & Bridges, T. 2010, MNRAS, 404, 1203

[79] Friel, E. D., et al. 2002, AJ, 124, 2693

[80] Gaia Collaboration et al. 2018, A&A, 616, A1

[81] Garay, A., et al. 2022, ApJL, 928, L11

[82] García-Hernández, D. A. et al. 2015, ApJ, 815, L4

[83] García-Pérez, A. E. et al. 2016, AJ, 151, 144

[84] Gilmore, G., et al. 2012, The Messenger, 147, 25

[85] González Hernández, J. I., & Bonifacio, P. 2009, A&A, 497, 497

[86] Gordon, K. D., et al. 2022, AJ, 163, 267

[87] Gratton, R. G., et al. 1999, A&A, 350, 955

[88] Gratton, R. G., et al. 2000, A&A, 354, 169

[89] Gratton, R. G., et al. 2001, A&A, 369, 87

[90] Gratton, R. G., et al. 2003, A&A, 404, 187

[91] Gratton, R. G., et al. 2004, ARA&A, 42, 385

[92] Gratton, R. G., et al. 2010, A&A, 522, A77

[93] Gratton, R. G., et al. 2011, A&A, 534, 72

[94] Gratton, R. G., et al. 2012, A&ARv, 20, 50

[95] Grevesse, N. et al. 2007, Space Sci. Rev., 130, 105

[96] Grevesse, N., & Sauval, A. J. 1998, SSR, 85, 161

[97] Gumerov, N. A., & Duraiswami, R. 2007, SIAM J. Sci. Comput., 29, 1876

[98] Gunn, J. E., et al. 2006, AJ, 131, 2332

[99] Gustafsson, B. et al. 1975, A&A, 42, 407

[100] Gustafsson, B. et al. 2008, A&A, 486, 951

[101] Harris, W.E. 1996, AJ, 112, 1487

[102] Hayes, C. R., et al. 2018, ApJ, 852, 49

[103] Hekker, S., et al. 2012, A&A, 544, 90

[104] Hidalgo, S. L., et al. 2018, ApJ, 856, 125

[105] Holtzman, J. A., et al. 2015, AJ, 150, 148

[106] Holtzman, J. A., et al. 2018, AJ, 156, 125

[107] Houdashelt, M. L., et al. 2000, AJ, 119, 1448

[108] Hubeny, I. et al. 2014, arXiv, 2014.02829

[109] Ibata, R. A., et al. 2019a, NatAs, 3, 667

[110] Ibata, R. A., et al. 2019b, ApJ, 872, 152

[111] Ivans, I. I., et al. 1999, AJ, 118, 1273

[112] Ivans, I. I., et al. 2001, AJ, 122, 1438

[113] Jacobson, H. R., et al. AJ, 142, 59

[114] Johnson, C. I., et al. 2005, PASP, 117, 1308

[115] Johnson, C. I., & Pilachowski, C. A. 2010, ApJ, 722, 1373

[116] Johnson, C. I., & Pilachowski, C. A. 2012, ApJL, 754, L38

[117] Jönsson, H., et al. 2018, AJ, 156, 126

[118] Jönsson, H., et al. 2020, AJ, 160, 120

[119] Jurcsik, J. 1998, ApJ, 506, 113

[120] Kallinger, T., et al. 2010, A&A, 522, 1

[121] Karakas, A. I., & Lattanzio, J. C. 2003, PASA, 20, 393

[122] King I. R., et al. 2012, AJ, 144, 5

[123] Kirby, E. N. 2011, PASP, 123, 531

[124] Koch, A., & McWilliam, A. 2010, AJ, 139, 2289

[125] Koesterke, L. 2009, American Institute of Physics Conference Series, 1171, 73

[126] Koesterke, L., et al. 2008, ApJ, 680, 764

[127] Kollmeier, J. A., et al. 2017, arXiv, 1711.03234

[128] Kraft, R. P. 1994, PASP, 106, 553

[129] Kraft, R. P., et al. 1992, AJ, 104, 645

[130] Kraft, R. P., et al. 1995, AJ, 109, 2586

[131] Kraft, R. P., & Ivans, I. I. 2003, PASP, 115, 143

[132] Krause M. G. H., et al. 2016. A&A, 587, 53

[133] Kurucz, R.L., & Avrett, E. H. 1981. Solar spectrum synthesis. I. A sample atlas from 224 to 300 nm., SAO Spec. Rep. 391

[134] Kurucz, R. L. 1979, ApJS, 40, 1

[135] Kurucz, R. L. 1993, ATLAS9 Stellar Atmosphere Programs and 2 km s^{-1} grid. Kurucz CD-ROM No. 13. Cambridge, tömeg.: Smithsonian Astrophysical Observatory, 1993, 13

[136] Kurucz, R. L. 2005, MSAIS, 8, 14

[137] Lagarde N., et al., 2012, A&A, 543, 108

[138] Lai, D. K., et al. 2010, ApJ, 722, 1984

[139] Lai, D. K., et al. 2011, AJ, 141, 62

[140] Lapenna, E., et al. 2015, ApJ, 813, 97

[141] Lardo, C., et al. 2012, A&A, 548, A107

[142] Lardo, C. et al. 2013, MNRAS, 433, 1941

[143] Lardo C., et al. 2016, MNRAS, 457, 51

[144] Lardo, C., et al. 2017, MNRAS, 466, 3507

[145] Lee, Y. W. et al. 1999, Nature, 402, 55

[146] Lee, J. W., et al. 2004, AJ, 128, 2388

[147] Lester, J. B. & Neilson, H. R. 2008, A&A, 491, 633

[148] Maccarone, T. J., & Zurek, D. R. 2012, MNRAS, 423, 2

[149] Majewski, S. R., et al. 2017, AJ, 154, 94

[150] Maraston, C., et al. 2020, MNRAS, 496, 2962

[151] Marigo, P., et al. 2017, ApJ, 835, 77

[152] Marín-Franch, A., et al. 2009, ApJ, 694, 1498

[153] Marino, A. F. et al. 2011, ApJ, 731, 64

[154] Marino, A. F., et al. 2012, ApJ, 746, 14

[155] Marino, A. F., et al. 2014, MNRAS, 442, 3044

[156] Martell, S. L., et al. 2008, AJ, 136, 2522

[157] Massari D., et al. 2014, ApJ, 795, 22

[158] Masseron, T., et al. 2016, Astrophysics Source Code Library, record ascl:1605.004

[159] Masseron, T., et al. 2019, A&A, 622, 191

[160] Mastrobuono-Battisti, A., et al. 2019, A&A, 622, A86

[161] Meléndez, J. & Cohen, J. G. 2009, ApJ, 699, 2017

[162] Mészáros, S., et al. 2008, AJ, 135, 1117

[163] Mészáros, S., et al. 2009a, AJ, 137, 4282

[164] Mészáros, S., et al. 2009b, AJ, 138, 615

[165] Mészáros, S., et al. 2012, AJ, 144, 120

[166] Mészáros, S., & Allende Prieto, C. 2013, MNRAS, 430, 3285

[167] Mészáros, S., et al. 2013, AJ, 146, 133

[168] Mészáros, S., et al. 2015, AJ, 149, 153

[169] Mészáros, S., et al. 2018, MNRAS, 475, 1633

[170] Mészáros, S., et al. 2020, MNRAS, 492, 1641

[171] Mészáros, S., et al. 2021, MNRAS, 505, 1645

[172] Milone, A. P., et al. 2008, ApJ, 673, 241

[173] Milone, A. P., et al. 2013, A&A, 555, 143

[174] Milone A. P. 2015a, MNRAS, 446, 1672

[175] Milone, A. P., et al. 2015b, MNRAS, 447, 927

[176] Milone A. P. et al. 2015c, ApJ, 808, 51

[177] Milone A. P., et al. 2017, MNRAS, 464, 3636

[178] de Mink, S. E., et al. 2009, A&A, 507, L1

[179] Minniti, D., et al. 1996, ApJ, 470, 953

[180] Monelli, M., et al. 2013, MNRAS, 431, 2126

[181] Mosser, B., & Appourchaux, T. 2009, A&A, 508, 877

[182] Mucciarelli, A., et al. 2012, MNRAS, 426, 2889

[183] Mucciarelli, A., et al. 2013, ApJ, 76, 78

[184] Mucciarelli A., et al. 2015a, ApJ, 801, 68

[185] Mucciarelli A., et al. 2015b, ApJ, 809, 128

[186] Mucciarelli, A. et al. 2017, A&A, 605, A46

[187] Myeong, G. C., et al. 2018, ApJ, 863, 28

[188] Nataf, D. M., et al. 2019, AJ, 158, 14

[189] Nardiello D., et al. 2015, A&A, 573, A70

[190] Nardiello D., et al. 2015, MNRAS, 451, 312

[191] Nidever, D. L., et al. 2015, AJ, 150, 173

[192] Norris, J., et al. 1981, ApJ, 244, 205

[193] Norris J. 1987, ApjL, 313, L65

[194] Norris, J. E. & Da Costa, G. S. 1995, ApJ, 447, 680

[195] O'Connell, J. E., et al. 2011, PASP, 123, 1139

[196] Origlia, L., et al. 2006, ApJ, 646, 4990

[197] Otsuki, K., et al. 2006, ApJL, 641, L117

[198] Pancino, E., et al. 2010, ApJL, 534, L83

[199] Pancino, E., et al. 2002, ApJ, 568, L101

[200] Pancino, E., et al. 2003, MNRAS, 345, 683

[201] Pancino, E., et al. 2010, A&A, 511, 56

[202] Pancino, E., et al. 2017, A&A, 601, 112

[203] Partridge, H., & Schwenke, D. W. 1997, J. Chem. Phys., 106, 4618

[204] Peñarrubia, J., et al. 2009, MNRAS, 399, 1275

[205] Piotto, G., et al. 2007, ApJL, 661, L53

[206] Piotto, G., et al. 2015, AJ, 149, 91

[207] Plez, B. et al. 1992, A&A, 256, 551

[208] Ramírez, S. V., & Cohen, J. G. 2002, AJ, 123, 3277

[209] Ramírez, S. V. & Cohen, J. G. 2003, AJ, 125, 224

[210] Renzini, A., et al. 2015, MNRAS, 454, 4197

[211] Roederer, I. U. & Sneden, C. 2011, AJ, 142, 22

[212] Santana, F. A. et al. 2021, AJ, 162, 303

[213] Sbordone, L. et al. 2004, MSAIS, 5, 93

[214] Sbordone, L. 2005, MSAIS, 8, 61

[215] Sbordone, L., et al. 2011, A&A, 534, 9

[216] Schiavon, R. P. et al. 2017, MNRAS, 466, 1010

[217] Schlegel, D. J., et al. 1998, ApJ, 500, 525

[218] Schwenke, D. W. 1998, Faraday Discussions, 109, 321

[219] Shetrone, M. D. 1996, AJ, 112, 1517

[220] Shetrone, M., et al. 2010, AJ, 140, 1119

[221] Shetrone, M. D., et al. 2015, ApJS, 221, 24

[222] Smith, G. H., et al. 1996, AJ, 112, 1511

[223] Smith, G. H., et al. 2007, PASP, 119, 722

[224] Smith, V. V., et al. 2000, AJ, 119, 1239

[225] Smith, V. V., et al. 2013, ApJ, 765, 16

[226] Sneden, C. 1973, ApJ, 184, 839

[227] Sneden, C., et al. 1991, AJ, 102, 2001

[228] Sneden, C., et al. 1992, AJ, 104, 2121

[229] Sneden, C., et al. 1997, AJ, 114, 1964

[230] Sneden, C., et al. 2000, AJ, 120, 1351

[231] Sneden, C., et al. 2004, AJ, 127, 2162

[232] Sobeck, J. S., et al. 2011, AJ, 141, 175

[233] Soderblom, D. R., et al. 2009, AJ, 138, 1292

[234] Sollima, A., et al. 2005, MNRAS, 357, 265

[235] Soto, M., et al. 2017, AJ, 153, 19

[236] Stanford, L. M., et al., 2010, ApJ, 714, 1001

[237] Starkenburg, E., 2018, MNRAS, 481, 3838

[238] Steinhaus, H. 1956, Bull. Acad. Polon. Sci., 4, 801

[239] Stello, D., et al. 2013, ApJL, 765, L41

[240] Stetson, P. B., et al. 2014, PASP, 126, 521

[241] Stetson, P. B., et al. 2018, MNRAS, 485, 3042

[242] Strom, S. E., & Kurucz, R. L. 1966, AJ, 71, 181

[243] Strutskie, M.F. et al. 2006, AJ, 131, 1163

[244] Szentgyorgyi, A., et al. 2021, PASP, 123, 1188

[245] Sweigart, A. V. & Mengel, J. G. 1979, ApJ, 229, 624

[246] Tang, B. et al. 2017, MNRAS, 465, 19

[247] Tautvaišiene, G., et al. 2000, A&A, 360, 499

[248] Tautvaišiene, G., et al. 2005, A&A, 431, 933

[249] van den Bergh, S. 1996, ApJ, 471, L31

[250] Ventura, P., et al. 2001, ApJL, 550, L65

[251] Ventura, P., et al. 2012, ApJL, 761, L30

[252] Ventura, P., et al. 2013, MNRAS, 431, 3642

[253] Ventura, P. et al. 2016, ApJL, 831, L17

[254] Villanova, S., et al. 2010, ApJL, 722, L18

[255] Weinberg, D. H. et al. 2019, ApJ, 874, 102

[256] Wilson J. C., et al. 2019, PASP, 131, 055001

[257] Yong, D., et al. 2005, A&A, 438, 875

[258] Yong, D., et al. 2006a, ApJ, 638, 1018

[259] Yong, D., et al. 2006b, ApJ, 639, 918

[260] Yong, D., et al. 2008, ApJ, 689, 1031

[261] Yong, D., et al. 2009, ApJL, 685, L62

[262] Yong, D., et al. 2014, MNRAS, 441, 3396

[263] Zasowski, G., et al. 2013, AJ, 146, 81

[264] Zasowski, G., et al. 2017, AJ, 154, 198

[265] Zwitter, T., et al. 2004, VizieR On-line Data Catalog: J/A+A/417/1055, 341, 71055