

<https://doi.org/10.15388/vu.thesis.664>

<https://orcid.org/0009-0005-8977-0128>

VILNIAUS UNIVERSITETAS
FIZINIŲ IR TECHNOLOGIJOS MOKSLŲ CENTRAS

Marius Čeponis

Žvaigždžių populiacijos mažos masės sistemose

DAKTARO DISERTACIJA

Gamtos mokslai,
Fizika (N 002)

VILNIUS 2024

Disertacija rengta 2017–2024 metais Fizinių ir technologijos mokslų centre.
Mokslinius tyrimus rėmė Lietuvos mokslo taryba.

Mokslinis vadovas:

prof. dr. Vladas Vansevičius (Fizinių ir technologijos mokslų centras,
gamtos mokslai, fizika – N 002)

Gynimo taryba:

Pirmininkas – dr. Kastytis Zubovas (Fizinių ir technologijos mokslų
centras, Vilniaus universitetas, gamtos mokslai, fizika, N 002)

Nariai:

dr. Kazimieras Černis (Vilniaus universitetas, gamtos mokslai, fizika,
N 002)

dr. Vidas Dobrovolskas (Vilniaus universitetas, gamtos mokslai, fizika,
N 002)

dr. Mindaugas Karčiauskas (Fizinių ir technologijos mokslų centras,
gamtos mokslai, fizika, N 002)

prof. dr. Arūnas Kučinskas (Vilniaus universitetas, gamtos mokslai,
fizika, N 002)

Disertacija ginama viešame Gynimo tarybos posėdyje 2024 m. rugsėjo 27 d.
14:00 val. Nacionalinio fizinių ir technologijos mokslų centro D401 konferencijų
salėje.

Adresas: Saulėtekio al. 3, Nacionalinis fizinių ir technologijos mokslų centras,
Vilnius, Lietuva.

Tel. +370 5 264 9211; el. paštas: office@ftmc.lt

Disertaciją galima peržiūrėti Vilniaus universiteto bibliotekoje ir VU interneto
svetainėje adresu: www.vu.lt/naujienos/ivykiu-kalendorius

<https://doi.org/10.15388/vu.thesis.664>

<https://orcid.org/0009-0005-8977-0128>

VILNIUS UNIVERSITY
CENTER FOR PHYSICAL SCIENCES AND TECHNOLOGY

Marius Čeponis

Stellar Populations in Low Mass Systems

DOCTORAL DISSERTATION

Natural Sciences,
Physics (N 002)

VILNIUS 2024

This dissertation was written between 2017 and 2024 at Center for Physical Sciences and Technology. The research was supported by the Research Council of Lithuania.

Academic supervisor:

Prof. Dr. Vladas Vansevičius (Center for Physical Sciences and Technology, Natural Sciences, Physics, N 002)

Dissertation Defense Panel:

Chairman – Dr. Kastytis Zubovas (Center for Physical Sciences and Technology, Vilnius University, Natural Sciences, Physics, N 002)

Members:

Dr. Kazimieras Černis (Vilnius University, Natural Sciences, Physics, N 002)

Dr. Vidas Dobrovolskas (Vilnius University, Natural Sciences, Physics, N 002)

Dr. Mindaugas Karčiauskas (Center for Physical Sciences and Technology, Natural Sciences, Physics, N 002)

Prof. Dr. Arūnas Kučinskas (Vilnius University, Natural Sciences, Physics, N 002)

The dissertation shall be defended at a public meeting of the Dissertation Defense Panel at 14:00 on 27th September 2024 in Room D401 of the National Center for Physical Sciences and Technology.

Address: Saulėtekio av. 3, National Center for Physical Sciences and Technology, Vilnius, Lithuania.

Tel. +370 5264 9211; e-mail: office@ftmc.lt

The text of this dissertation can be accessed at the Vilnius University Library, as well as on the website of Vilnius University:

www.vu.lt/naujienos/ivykiu-kalendorius

SANTRUMPOS

ACS	HST pažangioji apžvalgų kamera (angl. Advanced Camera for Surveys)
arcmin, arcsec	lanko minutė, lanko sekundė (angl. second of arc, minute of arc)
AGB	asimptotinė milžinių seka (angl. asymptotic giant branch)
AST	dirbtinių žvaigždžių testas (angl. artificial star test)
CCD	krūvio sąsajos įtaisas (angl. charge coupled device)
CMD	spalvos-ryškio diagrama (angl. colour-magnitude diagram)
GMC	milžiniškieji molekuliniai debesys (angl. giant molecular clouds)
H ₂	molekulinis vandenilis (angl. molecular hydrogen)
HI	neutralusis atominis vandenilis (angl. neutral atomic hydrogen)
HII	jonizuotasis vandenilis (angl. ionised hydrogen)
HST	Hubble kosminis teleskopas (angl. Hubble Space Telescope)
IMF	pradinė masės funkcija (angl. initial mass function)
IR	infraraudonoji spektro sritis (angl. infrared spectral range)
ISM	tarpvžvaigždinė terpė (angl. interstellar medium)
KS	Kennicutt-Schmidt dėsnis (angl. Kennicutt-Schmidt law)
ΛCDM	tamsiosios energijos ir šaltosios tamsiosios materijos teorija (angl. Λ cold dark matter theory)
Myr, Gyr	milijonas, milijardas metų (angl. million, billion years)
MS	pagrindinė seka (angl. main-sequence)
MSTO	pagrindinės sekos posūkio taškas (angl. main-sequence-turn-off)
pc, kpc, Mpc	parsekas, kiloparsekas, megaparsekas (angl. parsec, kiloparsec, megaparsec)
PDF	tikimybės tankio funkcija (angl. probability density function)
PHAT	daugiaspalvė Hubble Andromedos apžvalga (angl. Panchromatic Hubble Andromeda Treasury)
PSF	taško išplitimo funkcija (angl. point spread function)
RGB	raudonųjų milžinių seka (angl. red giant branch)
RMS	vidutinis kvadratinis nuokrypis (angl. root-mean-square, r.m.s.)
SGB	submilžinių seka (angl. sub-giant branch)
SSP	paprastoji žvaigždžių populiacija (angl. simple stellar population)
UV	ultravioletinė spektro sritis (angl. ultraviolet spectral range)
WFC3	HST plataus lauko kamera 3 (angl. Wide Field Camera 3)
WFPC2	HST plataus lauko ir planetų kamera 2 (angl. Wide Field and Planetary Camera 2)

TURINYS

ĮVADAS	8
1 ANKSTESNIŲ TYRIMŲ APŽVALGA	11
1.1 Žvaigždžių populiacijų tyrimo metodai literatūroje	11
1.2 Ankstesni Leo A galaktikos tyrimai	14
1.3 Žvaigždžių spiečių tyrimo metodai literatūroje	17
1.4 Ankstesni Andromedos galaktikos žvaigždžių spiečių tyrimai	18
2 LEO A GALAKTIKOS ŽVAIGŽDĖDAROS ISTORIJA	21
2.1 Leo A duomenys	23
2.1.1 Subaru fotometrijos paklaidos ir pilnumai	25
2.1.2 HST fotometrijos paklaidos ir pilnumai	27
2.2 Dirbtinių žvaigždžių populiacijos	31
2.3 Leo A integralinė žvaigždėdaros istorija	34
2.3.1 Integralinės žvaigždėdaros istorijos nustatymo metodas	34
2.3.2 Metodo testai	36
2.3.3 Leo A integralinės žvaigždėdaros istorijos tyrimo rezultatai	41
2.4 Dvimatė Leo A žvaigždėdaros istorija	47
2.4.1 Dvimatės žvaigždėdaros istorijos nustatymo metodas	47
2.4.2 Dvimatės žvaigždėdaros istorijos nustatymo testai	49
2.4.3 Leo A dvimatės žvaigždėdaros istorijos tyrimo rezultatai	51
3 ANDROMEDOS GALAKTIKOS ŽVAIGŽDŽIŲ SPIEČIAI	57
3.1 Žvaigždžių matavimų duomenys bei spiečių imtis	57
3.2 Žvaigždžių spiečių parametrų nustatymo metodas	61
3.2.1 Narių atranka	62
3.2.2 Parametrų nustatymas	66
3.3 Spiečių tyrimo metodo testai	68
3.4 Andromedos galaktikos žvaigždžių spiečių parametrai	74
PAGRINDINIAI REZULTATAI IR IŠVADOS	92
SUMMARY IN ENGLISH	94
1 STAR FORMATION HISTORY OF LEO A GALAXY	98
1.1 Leo A data	100
1.1.1 Subaru photometry errors and completeness	102
1.1.2 HST photometry errors and completeness	105
1.2 Populations of artificial stars	108
1.3 Integrated star formation history of Leo A	112
1.3.1 The method for determining the integrated star formation history	112
1.3.2 Method tests	114
1.3.3 Leo A integrated star formation history results	120

1.4	The two-dimensional star formation history of Leo A	126
1.4.1	A method for determining the 2D star formation history	126
1.4.2	Tests of reconstructing the 2D star formation history	128
1.4.3	Results of the reconstructed 2D star formation history of Leo A	130
2	STAR CLUSTERS OF THE ANDROMEDA GALAXY	136
2.1	Stellar measurement data and cluster sample	136
2.2	A method for determining the parameters of star clusters	140
2.2.1	Background decontamination	141
2.2.2	Cluster parameter determination	145
2.3	Tests with artificial clusters	147
2.4	Star cluster parameters of the Andromeda galaxy	153
	OVERVIEW OF MAIN RESULTS	171
	LITERATŪROS SĄRAŠAS	173
	PUBLIKACIJŲ SĄRAŠAS	185
	TRUMPOS ŽINIOS APIE AUTORIŲ	187

ĮVADAS

Motyvacija

Žvaigždžių formavimasis yra viena iš pagrindinių dar neišspręstų astrofizikos problemų. Nepaisant to, kad jau yra nustatyti įvairūs empiriniai dėsniai siejantys žvaigždėdarą su įvairiais aplinkos parametrais, vis dar nėra visą procesą detaliai ir kokybiškai aprašančios teorijos (McKee & Ostriker, 2007; Krumholz, 2014). Šiam procesui perprasti reikalingi dar detalesni sąryšių tarp žvaigždžių formavimosi bei jų aplinkos savybių tyrimai.

Šio darbo tikslas yra ištirti aplinkos įtaką žvaigždžių populiacijų formavimuisi mažos masės sistemose. Šiam tikslui pasiekti buvo ištirta netaisyklingoji nykštukinė galaktika Leo A ir žvaigždžių spiečiai Andromedos galaktikoje. Tyrimams panaudoti Hubble kosminio teleskopo bei antžeminio Subaru teleskopo stebėjimai. Žvaigždžių populiacijos tirtos analizuojant žvaigždžių fotometrinius duomenis.

Šiame darbe tirta Leo A galaktika yra nedidelės masės, mažo metalingumo, turi santykinai didelį kiekį dujų bei yra izoliuota nuo kitų galaktikų (McConnachie, 2012). Galaktikos masė yra per maža, kad gravitacinis laukas sugebėtų pritraukti arčiau centro visas dujas, todėl dujos yra pasklidusios plačioje srityje ir yra mažo vidutinio tankio. Be to, šios galaktikos izoliuotumas užtikrina, kad jos žvaigždžių formavimosi procesai nebuvo paveikti sudėtingų sąveikų su kitomis galaktikomis. Negana to, Leo A dujų metalingumas yra vienas iš mažiausių tarp Vietinės Grupės galaktikų. Dėl nedidelio tokių sistemų tyrimų kiekio, žvaigždžių formavimasis tokio mažo metalingumo aplinkose dar nėra gerai suprastas (Latif & Schleicher, 2019). Tai daro šią galaktiką puikiu tyrimų objektu norint išsiaiškinti iki šiol gerai nesuprastų žvaigždėdaros procesų veikimą tokiose aplinkose.

Taip pat, šiame darbe tirti Andromedos galaktikos žvaigždžių spiečiai. Ši galaktika yra visiška priešingybė nykštukinei Leo A galaktikai. Tai didžiausia Vietinės Grupės galaktika, kuri per visą savo formavimosi laikotarpį yra patyrusi įvairių sąveikų su aplinkinėmis galaktikomis (Kafle et al., 2018; Hammer et al., 2018). Tokio dydžio galaktika leidžia tirti žvaigždžių formavimąsi įvairiausiose aplinkose – nuo tankios, aukšto metalingumo centrinės dalies iki retų, žemo metalingumo išorinių sričių. Tuo pačiu, gautų rezultatų palyginimas su izoliuotos Leo A galaktikos tyrimų rezultatais padėtų išsiaiškinti galaktikų sąveikų įtaką žvaigždėdaros procesams.

Darbo tikslas

Ištirti aplinkos įtaką žvaigždžių populiacijų evoliucijai mažos masės sistemose.

Pagrindiniai uždaviniai

- Sukurti nykštukinių galaktikų žvaigždėdaros istorijos nustatymo metodą.
- Ištirti aplinkos įtaką žvaigždžių populiacijų formavimuisi nykštukinėje netaisyklingoje galaktikoje Leo A.
- Sukurti žvaigždžių spiečių parametrų nustatymo metodą pagal žvaigždžių fotometrinius matavimus.
- Ištirti M 31 galaktikos žvaigždžių spiečių aplinkos įtaką jų formavimuisi ir evoliucijai.

Pagrindiniai rezultatai ir ginamieji teiginiai

1. Sukurtas naujas metodas nykštukinių galaktikų 1D ir 2D žvaigždėdaros istorijai atkurti pagal žvaigždžių fotometrinius matavimus.
2. Nustatyta nykštukinės galaktikos Leo A žvaigždėdaros istorija – didžioji dalis žvaigždžių susiformavo per pastaruosius 6 mlrd. metų; žvaigždžių formavimasis vyko pliūpsniais.
3. Remiantis atkurta dvimate Leo A žvaigždėdaros istorija, parodyta, kad žvaigždėdaros sritis per pastaruosius ~300 mln. metų palaipsniui traukėsi.
4. Sukurtas naujas metodas žvaigždžių spiečių parametrams nustatyti pagal žvaigždžių daugiaspalvius fotometrinius matavimus.
5. Nustatyti amžiai ir tarpžvaigždinė ekstinkcija 854 žvaigždžių spiečiams M 31 galaktikoje. Nustatytas žvaigždėdaros suaktyvėjimo periodas įvykęs prieš ~220 mln. metų.

Disertacijos struktūra

Disertacija susideda iš įvado, trijų skyrių, pagrindinių rezultatų ir išvadų, santraukos anglų kalba, bibliografijos bei autoriaus gyvenimo aprašymo.

Pirmame skyriuje aprašyti literatūroje naudojami žvaigždžių populiacijų tyrimo metodai bei kitų autorių atlikti Leo A ir M 31 galaktikų žvaigždžių populiacijų tyrimai.

Antrame skyriuje aprašytas nykštukinės galaktikos Leo A žvaigždėdaros istorijos tyrimas. Aptarti naudoti duomenys bei dirbtinių žvaigždžių populiacijų generavimo metodas. Taip pat, aprašyti sukurti 1D ir 2D žvaigždėdaros istorijos nustatymo metodai bei jų taikymas Leo A galaktikai tirti. Aprašyti bei išanalizuoti gauti rezultatai.

Trečiame skyriuje aprašytas galaktikos M 31 žvaigždžių spiečių tyrimas. Aptarti naudoti duomenys, aprašytas naujas metodas žvaigždžių spiečių parametrų nustatyti, kuris pritaikytas M 31 galaktikos spiečių tyrimui. Aprašyti bei išanalizuoti gauti rezultatai.

Pabaigoje trumpai aptarti pagrindiniai disertacijos rezultatai bei padarytos išvados.

Autoriaus indėlis

Autorius sukūrė nykštukinių galaktikų žvaigždėdaros istorijos bei žvaigždžių spiečių parametrų nustatymo metodus ir jų įgyvendinimui parašė kompiuterines programas. Remdamasis dirbtinių žvaigždžių testų rezultatais suskaičiavo žvaigždžių fotometrinių matavimų paklaidų bei pilnumo funkcijų priklausomybes. Patikrino abu metodus pritaikius juos dirbtinėms žvaigždžių populiacijoms. Autorius atkūrė Leo A galaktikos 1D ir 2D žvaigždėdaros istorijas bei amžiaus-metalingumo sąryšį. Kartu su bendraautoriais nustatė 854-ių M 31 galaktikos žvaigždžių spiečių amžių bei tarpžvaigždinę ekstinkciją iki jų, ir atliko rezultatų analizę.

1. ANKSTESNIŲ TYRIMŲ APŽVALGA

1.1. Žvaigždžių populiacijų tyrimo metodai literatūroje

Viena esminių Visatos evoliucijos varomųjų jėgų yra žvaigždžių formavimasis. Žvaigždės yra pagrindinis šviesos ir naujų cheminių elementų Visatoje šaltinis. Tačiau, nepaisant dešimtmečius trunkančių tyrimų ir atrastų įvairių empirinių sąryšių, žvaigždėdaros procesas iki šiol nėra pilnai suprantas – vis dar nėra vieningos teorijos galinčios kiekybiškai aprašyti ir paaiškinti visą žvaigždėdaros procesą. Šis uždavinys yra toks sudėtingas daugiausia dėl to, nes žvaigždėdara priklauso nuo daugybės labai skirtingų skalių procesų vykstančių jos aplinkoje – nuo subparseko dydžio (pvz. dujų turbulencija, dujinių branduolių kolapso bei iš jų sekantis protožvaigždinių sistemų kūrimasis) iki visą galaktiką apimančių (pvz. spiralinės vijos, tarpgalaktinių dujų akrecija ar susilieėjimai su kitomis galaktikomis) procesų (McKee & Ostriker, 2007; Hopkins et al., 2013; Krumholz, 2014; Elmegreen, 2024). Vienas iš būdų, kaip būtų galima išsiaiškinti šiuos sąryšius, yra aplinkos įtakos žvaigždžių populiacijų formavimuisi tyrimai. Nustačius, kaip priklauso žvaigždžių populiacijų parametrai nuo aplinkos, kurioje jos susiformavo, savybių (pvz. dujų tankio, slėgio bei cheminės sudėties, gravitacinio potencialo, foninės spinduliuotės), būtų galima išsiaiškinti sąryšius tarp šias aplinkos savybes apsprendžiančių procesų ir žvaigždėdaros. Šiam tikslui pasiekti, pirmiausia, reikia nustatyti žvaigždžių populiacijų parametrus ir jų pasiskirstymus.

Žvaigždžių populiacija laikoma žvaigždžių grupė, kurios narės turi tam tikrus vienodus parametrus (pvz. amžių ir cheminę sudėtį) ir yra susietos erdvėje (pvz. yra to pačio spiečiaus narės ar priklauso tai pačiai galaktikai). Šių populiacijų tyrimo metodus galima suskirstyti į keturias grupes pagal naudojamų duomenų tipus – integralinės fotometrijos, išskirtų žvaigždžių fotometrijos, integralinės spektroskopijos bei atskirų žvaigždžių spektroskopijos duomenis naudojantys metodai. Nepaisant šių skirtumų, visų metodų tikslas nustatyti žvaigždžių parametrus (pvz. amžių, cheminę sudėtį, tarpžvaigždinę ekstinkciją ir kt.) tiriant jų išspinduliuotą šviesą. Šiame darbe buvo tirti fotometriniai išskirtų žvaigždžių matavimai.

Metodai analizuojantys integralinius duomenis tiria iš karto visą žvaigždžių populiaciją kaip vientisą sistemą, tačiau negali išskirti atskirų žvaigždžių ar foninių objektų, todėl gali susidurti su foninės taršos problemomis. Nepaisant to, integraliniai matavimai reikalauja mažiau resursų ir juos galima atlikti tolimesniems arba tankesniems objektams, kuriuose jau nepavyksta išskirti atskirų žvaigždžių. Kita vertus, atskirų žvaigždžių matavimai leidžia patikimiau atskirti fono taršą bei detaliau ištirti populiaciją. Analogiški skirtumai ir tarp spektroskopinių bei fotometrinių matavimų. Spektroskopiniai stebėjimai daug

brangesni, bet leidžia detaliau ištirti žvaigždžių populiacijas. Tuo tarpu, fotometrinius matavimus galima atlikti daug didesniai objektų kiekiui per tą patį laiką.

Integralinės spektroskopijos matavimai, žvaigždžių populiacijų tyrimų kontekste, dažniausiai naudojami galaktikų žvaigždėdaros istorijoms tirti. Šiuo atveju, paprastai išmatuojamas viso galaktikos disko, kaip vieno objekto, šviesos spektras. Kadangi šiems stebėjimams nebūtina išskirti atskirų galaktikos žvaigždžių, todėl šį metodą galima taikyti labai plačiose atstumų ribose – nuo artimiausių Vietinės Grupės galaktikų iki tolimiausių galaktikų, kurių šviesa iki mūsų keliauja beveik nuo pat Visatos pradžios ($z > 12$) (Robertson et al., 2023; Wang et al., 2023). Žinoma, kuo tolimesnė ir blausesnė yra galaktika, tuo didesnės matavimų paklaidos ir tuo mažiau detalių galima išsiaiškinti apie jos formavimosi istoriją.

Išmatavus galaktikos spektrą, toliau modeliuojami dirbtiniai spektrai atitinkantys įvairias galaktikos žvaigždėdaros istorijas bei chemines evoliucijas. Tai daroma pasitelkus žvaigždžių atmosferų evoliucijos modelius. Tuomet, naudojant įvairius optimizavimo metodus ieškomas galaktikos modelis, kurio dirbtinis spektras geriausiai atitiktų išmatuotą integralinį spektrą. Didžioji dalis skirtumų tarp įvairių integralinės spektroskopijos analizės metodų būtent pasireiškia naudojamuose optimizavimo algoritmuose. Kadangi visos galaktikos spektras susideda iš tūkstančių ar net milijardų skirtingų žvaigždžių skleidžiamų spektrų, surasti geriausiai matavimus atitinkančią kombinaciją yra itin sudėtingas uždavinys. Jam spręsti pasitelkiami įvairiausi algoritmai kaip: Gausiniai procesai (Iyer et al., 2019), neuroniniai tinklai (Lovell et al., 2019), Bajesinio maksimizavimo (Ocvirk et al., 2006) ar įvairių matematinių metodų sujungimas į vieną algoritmą (Gomes & Papaderos, 2017). Nepaisant to, iš vieno integruoto galaktikos spektro išskirti smulkių galaktikos evoliucijos detalių, kaip pavyzdžiui trumpi intensyvios žvaigždėdaros žybsniai, dažniausiai nepavyksta (Smith & Hayward, 2015). Nors, pastaraisiais metais, pasinaudojus aukštos kokybės spektroskopiniais stebėjimais, jau pavyksta šiais metodais atkurti žvaigždėdaros istorijas savo detalumu beveik prilygstančias rezultatams metodų, kurie naudoja atskirų žvaigždžių fotometrinius matavimus (Ruiz-Lara et al., 2015, 2018; Martig et al., 2021).

Kitaip nei integralinės spektroskopijos metodai, atskirų žvaigždžių spektrų analizės paprastai apsiriboja maža žvaigždžių imtimi iš tiriamos galaktikos arba tiria daug mažesnes sistemas, tokias kaip žvaigždžių spiečiai (Kolomicas et al., 2022). Kadangi geros kokybės spektrui gauti reikalingas daug didesnis fotonų kiekis, nei fotometrijos atveju, dėl to šis metodas pritaikomas tik artimiausių galaktikų ryškiausioms žvaigždėms. Todėl šio tipo tyrimai paprastai naudojami ne visos galaktikos žvaigždėdaros istorijai atkurti, o tirti dujų bei žvaigždžių kinematikas bei įvertinti cheminės evoliucijos istoriją (Hunter et al., 2012; Kirby et al., 2013, 2017; Ruiz-Escobedo et al., 2018; Gilbert et al., 2022).

Atskirų žvaigždžių spektroskopijos tyrimai populiariausi tirti mūsų Galaktikos spiečiams, konkrečiau jų cheminių sudėčių tyrimams, kadangi jų žvaigždės yra pakankamai arti ir ryškios geriems spektrams gauti. Būtent naudojantis spektriniais matavimais neseniai buvo nustatyta, jog daugelis Paukščių Tako kamuolinių spiečių yra sudaryti iš kelių skirtingų cheminių sudėčių žvaigždžių populiacijų (Bastian & Lardo, 2018).

Integralinės fotometrijos duomenys dažnai naudojami žvaigždžių spiečių tyrimuose, tačiau suteikia ir įvairios informacijos apie galaktikas. Pačios tolimiausios stebimos galaktikos dažnai tiriamos pasitelkus integralinę fotometriją, nes šiuo būdu galima lengvai pamatuoti didelius kiekius galaktikų, priešingai nei integralinės spektroskopijos atveju (Salim et al., 2016; Driver et al., 2018). Aišku, šiuo metodu negalima atkurti sudėtingų žvaigždėdaros ar cheminės evoliucijos istorijų, tačiau tokie matavimai leidžia nustatyti bendresnius galaktikų parametrus, kaip žvaigždžių masę, tarpžvaigždinę ekstinkciją ar dabartinę žvaigždžių formavimosi spartą galaktikose. Be to, atliekant integralinę fotometriją su įvairiais apertūrų dydžiais gaunamos paviršinio šviesio kreivės, kurios panaudojamos tiriant galaktikų struktūras bei skirtingų žvaigždžių populiacijų amžių gradientus (Ruiz-Lara et al., 2017; Suess et al., 2020; Ge et al., 2021; Casura et al., 2022). Taip pat, kaip jau minėta, integralinė fotometrija dažnai naudojama tirti kitų galaktikų žvaigždžių spiečiams. Kadangi visos spiečiaus žvaigždės yra vienodo amžiaus ir panašios cheminės sudėties, visam spiečiui užtenka nustatyti vieną parametrų rinkinį ir integralinė fotometrija tam puikiai tinka (Krienke & Hodge, 2007; Beerman et al., 2012; de Meulenaer et al., 2013; Fouesneau et al., 2014a; de Meulenaer et al., 2017). Šie metodai įprastai ieško geriausio spiečiaus parametrų sprendinio lygindami integralinės fotometrijos matavimus įvairiose fotometriniuose juostose su įvairių parametrų dirbtinių spiečių banku. Vis dėlto, šiems metodams foninių objektų įtakos atmetimas vis dar išlieka didele problema (Naujalis et al., 2021).

Atskirų žvaigždžių fotometrijos matavimai turbūt universaliausias įrankis tirti tiek galaktikų žvaigždžių populiacijas, tiek ir žvaigždžių spiečius. Nors šie duomenys, skirtingai nei spektroskopiniai stebėjimai, neleidžia nustatyti tikslios žvaigždžių cheminės sudėties ir, skirtingai nei integraliniai matavimai, neleidžia tirti tolimų galaktikų, bet jie leidžia nustatyti tiek galaktikos žvaigždėdaros ir cheminės evoliucijos istorijas (Cole et al., 2014), tiek galaktikos žvaigždžių populiacijų struktūras (Leščinskaitė et al., 2021), tiek ir spiečių parametrus (Johnson et al., 2016). Be to, šiuose stebėjimuose galima atmesti visus foninius objektus, nors ir dažnai tai reikalauja nemažai darbo. Dauguma šios kategorijos metodų nustatinėja žvaigždžių populiacijų parametrus lyginant žvaigždžių fotometrinių matavimų pasiskirstymus CMD diagramose su įvairių parametrų dirbtinių žvaigždžių populiacijų kombinacijomis. Literatūroje sutinkami skirtingi metodai geriausios dirbtinių populiacijų kombinacijos ieško pasitelkdami įvairius optimizavimo algoritmus bei duomenų lyginimo procedūras: Dolphin

(2002) naudoja modifikuotą *FRPRMN* algoritmą (Press et al., 1992), Cole et al. (2007) pasitelkia matematinį “dirbtinio atkaitinimo” (angl. simulated annealing) metodą, Aparicio & Hidalgo (2009) naudoja genetinį algoritmą. Taip pat, kai kurie metodai nustato parametrus atskirai kiekvienai išmatuotai žvaigždei, lyginant žvaigždės matavimus tiesiogiai su žvaigždžių atmosferų evoliucijos modeliais. Sudėjus visų tiriamos sistemos žvaigždžių rezultatus, nustatoma jos evoliucijos istorija bei skirtingų žvaigždžių populiacijų pasiskirstymai (Leščinskaitė et al., 2022).

1.2. Ankstesni Leo A galaktikos tyrimai

Vienas iš objektų tirtų šiame darbe yra nykštukinė Leo A galaktika. Tai nedidelės masės (žvaigždinė masė $M_* = 3 \pm 1 \times 10^6 M_\odot$ (Cole et al., 2014)) netaisyklinga nykštukinė galaktika Vietinėje Grupėje. Nuo mūsų Paukščių Tako galaktikos ji nutolusi apie 820 kpc ($m - M = 24.58$ mag (Leščinskaitė et al., 2021)). Kiti Leo A parametrai nurodyti 1.1 lentelėje. Leo A galaktika buvo atrasta Zwicky (1942) beiėskant silpniausio šviesumo galaktikų. Tačiau pirmas detalesnis jos tyrimas buvo atliktas tik praėjus beveik 40 metų – Allsopp (1978). Allsopp atliko neutralaus vandenilio stebėjimus galaktikoje ir nustatė, jog Leo A neturi centrinės branduolio struktūros, turi didelius neutralaus vandenilio dujų rezervus bei sukasi lėtai, palyginus su didesnėmis galaktikomis. Taip pat, vienas pirmųjų argumentavo, kad Leo A yra arčiau nei 1 Mpc atstumu ir gali priklausyti Vietinei Grupei. Ne už ilgo prasidėjo ir pirmieji žvaigždžių populiacijų tyrimai. Demers et al. (1984) išmatavo atskiras ryškiausias jaunas mėlynas žvaigždes. Jie nustatė, jog galaktikoje dar visai ne seniai < 30 Myr vyko žvaigždėdara. Tačiau dar negalėjo nieko pasakyti apie senesnes žvaigždžių populiacijas.

Vėliau, sparčiai tobulėjant astronominių stebėjimų įrangai, Young & Lo (1996) sudarė detalų neutralaus vandenilio dujų tankio žemėlapi Leo A galaktikoje. Jų darbas atskleidė didelį neutralaus vandenilio dujų halą aplink galaktiką, siekiantį net tris kartus toliau nei iki tol stebėtos tolimiausios žvaigždės. Taip pat, jie nustatė, jog dujos Leo A galaktikoje greičiausiai nesisuka aplink centrą kaip didesnėse diskinėse galaktikose ir yra palaikomos dujų greičių dispersijos, kuri visoje galaktikoje siekia ~ 9 km/s. O stebėtame netvarkingame dujų pasiskirstyme aptiktos mažo tankio zonos parodė pirmuosius žvaigždžių grįžtamojo ryšio, t.y. dujų kaitinimo bei išstūmimo dėl supernovų sprogimų, žvaigždžių vėjų, jonizuojančios spinduliuotės bei spinduliuotės slėgio (Hopkins et al., 2012), įrodymus šioje galaktikoje.

Pasinaudodami pirmaisiais Leo A stebėjimais su Hubble kosminio teleskopo (HST) Plataus Lauko ir Planetų Kamera 2 (angl. Wide Field and Planetary Camera 2 WFPC2) Tolstoy et al. (1998) pirmą kartą pabandė šioje galaktikoje nustatyti žvaigždėdaros istoriją per visą jos gyvavimo laikotarpį. Tiesa, turimų

1.1 lentelė: Šiame darbe naudoti Leo A galaktikos parametrai bei jų šaltiniai.

Parametras	Vertė	Šaltinis
α, δ (J2000)	$9^h 59^m 24.5^s, +30^\circ 44' 47''$	Vansevičius et al. (2004)
PA	114°	Vansevičius et al. (2004)
b/a	0.6	Vansevičius et al. (2004)
Holmbergo spindulys	$3'.5$	Mateo (1998)
A_B, A_V, A_I	0.075, 0.057, 0.031	Schlafly & Finkbeiner (2011)
A_{F475W}, A_{F814W}	0.068, 0.032	Schlafly & Finkbeiner (2011)
$(m - M)_0$	24.58 ± 0.04 (824 \pm 15 kpc)	Leščinskaitė et al. (2021)
M_*	$3.3 \times 10^6 M_\odot$	Kirby et al. (2017)
M_{HI}	$6.9 \times 10^6 M_\odot$	Hunter et al. (2012)
M/L_V	$20 \pm 6 M_\odot/L_\odot$	Brown et al. (2007)
$12 + \log(O/H)$	7.38 ± 0.1	van Zee et al. (2006)
$12 + \log(O/H)$	7.4 ± 0.2	Ruiz-Escobedo et al. (2018)
$\langle [Fe/H] \rangle$	$-1.67_{-0.08}^{+0.09}$	Kirby et al. (2017)

Žymenys: α, δ – Leo A galaktikos centro ekvatorinės koordinatės; PA – didžiojo elipsės pusašio pozicinis kampas; b/a – elipsės pusašių santykis; Holmbergo spindulys – spindulys, ties kuriuo paviršinio šviesio tankis pasiekia 26.5 mag/arcsec²; $A_B, A_V, A_I, A_{F475W}, A_{F814W}$ – foninė Paukščių Tako ekstinkcija; $(m - M)_0$ – tikrasis atstumo modulis; M_* – žvaigždinė masė; M_{HI} – neutralaus vandenilio dujų masė; M/L_V – masės ir šviesio santykis; $12 + \log(O/H)$ – deguonies gausa tarpžvaigždinėse dujose; $\langle [Fe/H] \rangle$ – vidutinis raudonųjų milžinių metalingumas.

duomenų kokybė dar neleido patikimai nustatyti pačių seniausių populiacijų buvimo, bet pavyko įvertinti viršutinę jų masės ribą. Jie įvertino, kad senesnės nei 9 Gyr žvaigždžių populiacijos turėtų sudaryti ne daugiau nei 10% visų galaktikos žvaigždžių. Taip pat, su tam tikromis paklaidomis, pavyko nustatyti, jog didžioji dalis Leo A žvaigždžių susidarė per paskutinius 2 Gyr.

Po poros metų, Dolphin et al. (2002) patvirtino seniausių žvaigždžių populiacijų (>10 Gyr) buvimą galaktikoje, aptikdami RR Lyros tipo kintamąsias žvaigždes. Be to, jų stebėjimai atskleidė, jog senų žvaigždžių (>2 Gyr) populiacija yra išplitusi daug toliau nei jaunos žvaigždės. Vansevičius et al. (2004) detaliau ištyrė visų žvaigždžių pasiskirstymą galaktikoje ir parodė, jog senų žvaigždžių diskas yra išplitęs net toliau nei vandenilio dujų halas – beveik iki 8 arcmin nuo centro. Tuo tarpu, van Zee et al. (2006) patvirtino, jog Leo A turi itin mažą dujų metalingumą ($12 + \log(O/H) = 7.38 \pm 0.10$) nepaisant jos ilgos žvaigždėdaros istorijos. O Brown et al. (2007) iš žvaigždžių greičių dispersijos nustatė, jog ne mažiau kaip 80% visos Leo A masės turėtų sudaryti tamsioji materija.

Tais pačiais metais, Cole et al. (2007) atliko Leo A stebėjimus su HST pažangiąja apžvalgų kamera (angl. Advanced Camera for Surveys ACS) ir sugebėjo

išmatuoti žvaigždes žemiau seniausių populiacijų posūkio taško. Tai leido jiems nustatyti žvaigždėdaros istoriją per visą Leo A gyvavimo laikotarpį. Nustatyta, kad daugiau nei 90% viso žvaigždžių formavimosi įvyko per paskutinius 8 Gyr. Pasak autorių, per pirmuosius kelis milijardus metų tik labai maža dalis dujų pavirto į žvaigždes, greičiausiai dėl UV foninės spinduliuotės ir supernovų sukulto dujų kaitinimo. Karštos dujos negalėjo greitai nusėsti iš halo ir taip nesuteikė medžiagos palaikyti didesnei žvaigždėdaros spartai. Pasak nustatytos žvaigždėdaros istorijos, intensyviausias žvaigždžių formavimosi laikotarpis Leo A prasidėjo prieš ~ 4 Gyr ir tęsėsi apie 2.5 Gyr. Jo metu žvaigždės buvo formuojamos nuo 5 iki 10 kartų greičiau nei šiuo metu stebima žvaigždėdaros sparta galaktikoje. Nepaisant tokio santykinai intensyvaus ir ilgo žvaigždėdaros laikotarpio, galaktikoje vis tiek liko daugybė neišnaudotų ir neišmestų dujų – mažiausiai 3 kartus daugiau nei žvaigždžių masė. Be to, pagal nustatytą žvaigždėdaros istoriją buvo sumodeliuota galaktikos cheminė evoliucija ir gauta galutinė metalingumo vertė sutampa su dabartiniais matavimais. Dėl itin didelio vandenilio dujų kiekio galaktikoje, tokio intensyvumo žvaigždėdaros periodas buvo nepakankamas stipriau praturtinti tarpžvaigždinės terpės cheminę sudėtį.

Tačiau, Bernard et al. (2013) pateikė šiek tiek kitokią Leo A cheminės evoliucijos hipotezę. Atlikę detalius kintančiųjų žvaigždžių bei senų populiacijų stebėjimus, jie nustatė, jog prieš 10 Gyr galaktikos metalingumas turėjo būti bent 3 kartus mažesnis nei šiandieninė jo vertė. Tai reikštų, kad visgi žvaigždėdara praturtino tarpžvaigždinę terpę sunkiaisiais elementais daugiau nei atrodė iki tol, tiesiog Leo A metalingumas prieš 10 Gyr buvo dar mažesnis nei tikėtasi. Kiek vėliau, šią hipotezę patvirtino Kirby et al. (2017) atlikti raudonųjų milžinių sekos, RGB (angl. Red Giant Branch) žvaigždžių spektroskopiniai stebėjimai Leo A galaktikoje. Gauti rezultatai parodė, jog dujų metalingumas buvo itin žemas ($\langle [\text{Fe}/\text{H}] \rangle \simeq -2$) iki prasidedant aktyviam žvaigždėdaros epizodui prieš 5 Gyr, kurio pabaigoje ir buvo pasiekta dabartinė metalingumo vertė. Taip pat, iš žvaigždžių metalingumų pasiskirstymo jie nustatė tris galimus Leo A cheminės evoliucijos scenarijus: žvaigždėdaros metu turėjo vykti naujų dujų akrecija iš tarpgalaktinės terpės; arba galaktika pradėjo formuotis iš jau šiek tiek metalais praturtintų dujų (pradinė metalingumo vertė turėjo būti $\langle [\text{Fe}/\text{H}] \rangle = -2.47_{-0.12}^{+0.10}$); arba įvyko abu ankstesni scenarijai kartu tik mažesniais mastais. Be to, išmatuotos žvaigždžių kinematikos neparodė jokios tvarkingos struktūros jų sukimesi. Tai patvirtino ankstesnius spėjimus, kad Leo A yra palaikoma tik dinaminio slėgio, kurį sukelia tamsiosios materijos halas.

Leščinskaitė et al. (2021) detalai ištyrė senų žvaigždžių >2 Gyr pasiskirstymą Leo A galaktikoje ir nustatė, jog senesnių žvaigždžių populiacijos yra labiau išplitusios nei jaunesnių. Tai galima paaiškinti iš galaktikos išorės į centrą besitraukiančia žvaigždėdaros istorija arba labai efektyviu žvaigždžių

migracijos į išorę mechanizmu. Panašius rezultatus, tik daug jaunesnėms populiacijoms, gavo ir Leščinskaitė et al. (2022). Jie ištyrė jauniausių, <300 Myr amžiaus, žvaigždžių pasiskirstymus ir nustatė, jog žvaigždėdara traukėsi iš platesnės disko dalies į siaurą sritį, kur šiuo metu matomi didžiausi dujų tankiai. Tokie žvaigždžių pasiskirstymai vien efektyvia migracija nepaaiškinami, nes jos turėjo per mažai laiko numigruoti tokius atstumus. Taip pat, nustatytos didelės mažo dujų tankio zonos susidarymo tikėtinausios priežastys. Po ilgo apie 300 Myr trukusio ramybės periodo, vakarinėje šios zonos srityje įvyko žvaigždėdaros epizodas prieš mažiau kaip 20 Myr ir naujai susidariusi masyvių jaunų žvaigždžių grupė galėjo išpūsti aplinkines dujas. Arba galėjo susidaryti labai masyvi žvaigždė ir po trumpo gyvenimo prieš maždaug 15 Myr sprogti II tipo supernova bei išsklaidyti dujas. Šias hipotezes taip pat patvirtina ir aptiktas smūginis frontas ribojantis vakarinį mažo tankio srities kraštą.

1.3. Žvaigždžių spiečių tyrimo metodai literatūroje

Šiame darbe žvaigždžių spiečiai buvo tirti pasitelkus atskirų žvaigždžių fotometrinius matavimus, todėl vertėtų atskirai aptarti literatūroje sutinkamus spiečių tyrimo metodus, naudojančius tokius duomenis. Daugumos tokių metodų pagrindinės problemos nustatant žvaigždžių spiečių parametrus atsiranda dėl lauko žvaigždžių taršos bei įvairių išsigimimų tarp spiečiaus parametrų. Paprasčiausias ir labiausiai paplitęs būdas apeiti šias problemas yra izochronų priderinimas “iš akies” prie spiečiaus žvaigždžių pasiskirstymo CMD diagramoje (Bonatto & Bica, 2009; Garro et al., 2022; Pace et al., 2023). Nors šis metodas gali duoti patikimų rezultatų, ypač jei tai daro ekspertai, rezultatų pakartojamumas dėl subjektyvaus derinimo proceso išlieka didele problema. Be to, šis metodas yra labai neefektyvus laiko atžvilgiu, ypač kai taikomas didelėms žvaigždžių spiečių imtims.

Kitas plačiai naudojamas metodas žvaigždžių spiečių parametrams nustatyti yra dirbtinai sugeneruotų paprastų žvaigždžių populiacijų (SSP) pasiskirstymų CMD diagramoje lyginimas su stebėjimų duomenimis (Romeo et al., 1989; Sandrelli et al., 1999; Cignoni et al., 2011; Bonatto et al., 2012; Johnson et al., 2016; Wainer et al., 2022). Taikant šį metodą, lauko žvaigždžių taršą galima tiesiogiai įskaityti sugeneruojant lauko žvaigždžių populiaciją kartu su dirbtinėmis žvaigždžių populiacijomis pasitelkus fono žvaigždžių modelį. Nepaisant to, šis metodas vis tiek yra jautrus lauko žvaigždžių užterštumo lygiui. Be to, rezultatų patikimumas labai priklauso nuo tikslaus fotometrinių paklaidų pasiskirstymų bei matavimų pilnumo funkcijos žinojimo (Li & Liu, 2023), kas ne visada būdinga ekstragalaktinių žvaigždžių spiečių stebėjimams. Tokiose sistemoje žvaigždžių tankis greitai didėja iš spiečiaus pakraščio į centrą ir atitinkamai prastėja fotometrinių matavimų kokybė. Tokie staigūs matavimų kokybės kitimai spiečiaus viduje dažniausiai neleidžia nustatyti tikslių fotometrinių ma-

tavimų paklaidų bei pilnumų pasiskirstymų.

Yra daug metodų skirtų spiečiaus žvaigždžių atskyrimui nuo fono taršos. Patys tiksliausi iš jų naudojami ne tik fotometriniams matavimams, bet ir spiečiaus žvaigždžių savųjų judėjimų matavimams (Sanders, 1971; Sarro et al., 2014). Deja, tokie matavimai dažniausiai neprieinami ekstragalaktiniams žvaigždžių spiečiams. Kai turimi tik fotometriniai matavimai ir spiečius nėra labai užterštas lauko žvaigždžių populiacija, vienas paprastas sprendimas yra išmesti žvaigždes, kurios CMD diagramoje nutolusios nuo pagrindinės sekos (MS) tam tikru atstumu (Claria & Lapasset, 1986; Roberts et al., 2010). Tačiau, įprastai žvaigždžių spiečiai būna per daug užteršti lauko žvaigždėmis, kad būtų galima taikyti šį metodą. Tokiais atvejais naudojami sudėtingesni lauko taršos atmetimo algoritmai. Dauguma jų veikia įvairiais būdais lygindami spiečiaus žvaigždžių pasiskirstymus erdvėje bei CMD diagramose su analogiškais lauko žvaigždžių skirstiniais (Baade, 1983; Mateo & Hodge, 1986; Bonatto & Bica, 2007; Pavani et al., 2011; Piatti & Bica, 2012; Perren et al., 2015). Nepaisant to, atmesti lauko žvaigždes galima ir nelyginant žvaigždžių pasiskirstymų su gretimais lauko regionais. Tai galima pasiekti analizuojant spiečiaus apertūroje esančių žvaigždžių klasterizaciją įvairiose išmatuotų parametrų erdvėse (Krone-Martins & Moitinho, 2014; Pera et al., 2021).

Tačiau, vien tik lauko žvaigždžių atmetimo neužtenka nustatyti spiečių parametrus. Foninių žvaigždžių atmetimo algoritmai dažnai naudojami kartu su izochronų derinimo (Monteiro et al., 2010; Pavani et al., 2011; Cantat-Gaudin et al., 2018) arba sintetinių žvaigždžių spiečių priderinimo (Kerber et al., 2002; Perren et al., 2015) metodais žvaigždžių spiečių parametrus nustatyti.

1.4. Ankstesni Andromedos galaktikos žvaigždžių spiečių tyrimai

Andromedos (M31) galaktikos žvaigždžių spiečių tyrimai vykdomi jau nuo praėjo amžiaus septintojo dešimtmečio (Kinman, 1963; van den Bergh, 1969). Jau tada pastebėta, kad skirtingai nei mūsų Paukščių Tako galaktikoje, Andromedos galaktikoje yra masyvių, galbūt kaip kamuoliniai spiečiai mūsų galaktikoje, tačiau mėlynų, vadinasi, jaunų spiečių. Vėlesni šių ryškių mėlynų spiečių tyrimai patvirtino jauną jų amžių bei parodė, kad jų pasiskirstymas primena galaktikos dujų pasiskirstymą ir, greičiausiai, seka galaktikos tankias spirales vijas, kur turėtų vykti žvaigždėdara (Hodge, 1979; Hodge et al., 1987). Tuo tarpu, Elson & Walterbos (1988) įvertino jų mases – nuo 10^4 iki $10^5 M_{\odot}$, bei išskyrė dvi galaktikos spiečių populiacijas: aukšto metalingumo disko spiečius ir žemo metalingumo halo spiečius. Vėliau, su geresnės kokybės stebėjimais, Barmby et al. (2000) patvirtino šią hipotezę.

Didėjant atrastų Andromedos galaktikos spiečių skaičiui bei nustatant jų parametrus iš vis geresnės kokybės stebėjimų, galutinai išryškėjo esminis skirtumas tarp Andromedos ir Paukščių Tako galaktikų spiečių populiacijų – skir-

tingai nei Paukščių Take, Andromedos galaktikoje yra didelė jaunų ir masyvių kamuolinių spiečių populiacija išsidėsčiusi ne hale, bet diske. Šiems skirtumams paaiškinti, Burstein et al. (2004) iškėlė hipotezę, kad į Andromedos galaktiką greičiausiai įkrito reikšmingas kiekis kompanionių nykštukinių galaktikų per pastaruosius 5 Gyr, skirtingai nei mūsų Galaktikoje. Pastaraisiais metais ši hipotezė buvo patvirtinta tyrimais pasitelkiant naujausius stebėjimų duomenis (Williams et al., 2015; Hammer et al., 2018; Bhattacharya et al., 2019).

Augant astronominių stebėjimų technologijų pažangai, pradėtos plačios Andromedos žvaigždžių spiečių apžvalgos ir tyrimai. Caldwell et al. (2009, 2011) nustatė amžius bei mases didelei jaunų spiečių imčiai per visą galaktiką. Jie nustatė, kad dauguma jų susidarė per paskutinius 2 Gyr ir jų masių vertės apima platų diapazoną nuo 300 iki 150 000 M_{\odot} . Taip pat, buvo įvertintos spiečių vidinės struktūros – dauguma jų turi mažą tankį ir yra panašūs į padrikuosius spiečius, tačiau dalis turi didelę koncentraciją kaip mūsų Galaktikos kamuoliniai spiečiai. Vansevičius et al. (2009) atliko plačią (apimančią ~15% galaktikos disko) spiečių paiešką pietvakarinėje M31 galaktikos disko dalyje. Jie aptiko skaitlingą vidutiniškų masių 1000 – 20 000 M_{\odot} spiečių populiaciją su amžiais nuo 30 Myr iki 3 Gyr. Be to, šioje imtyje spiečių skaičiaus maksimumas ties 70 Myr amžiumi parodė galimą žvaigždėdaros aktyvumo epizodą. Panašius rezultatus gavo ir Kang et al. (2012) ištyrę 700 patvirtintų žvaigždžių spiečių pasklidusių po visą galaktikos diską. Jų tirtų spiečių gautas vidutinis amžius lygus 30 Myr ir masė – $10^4 M_{\odot}$. Jų rezultatai taip pat parodė didelę jaunų (<100 Myr) spiečių koncentraciją ties 10 kpc spindulio žvaigždėdaros žiedu, ypač pietinėje galaktikos dalyje. Tokią jaunų (<100 Myr) spiečių koncentraciją ties 10 kpc žiedu patvirtino ir Wang et al. (2012). Be to, iš spiečių amžių pasiskirstymo nustatė du galimus žvaigždėdaros žybsnius prieš ~60 ir ~250 Myr. Jie iškėlė hipotezę, kad 10 kpc žiedas galėjo susidaryti prieš mažiau nei 100 Myr pro Andromedos galaktikos diską praskridus jos palydovei M32 galaktikai.

Po kelių metų buvo atlikta didžiausia iki tol kada nors daryta Andromedos galaktikos stebėjimų apžvalga PHAT (angl. The Panchromatic Hubble Andromeda Treasury) (Dalcanton et al., 2012), kurios aukštos raiškos stebėjimai su kosminiu Hubble teleskopu aprėpė trečdalį viso galaktikos žvaigždžių disko. Remiantis šiais stebėjimais buvo sudarytas naujas 2753 spiečių katalogas (Johnson et al., 2012, 2015) pasitelkus daugiau kaip 30-ies tūkstančių savanorių pagalbą atskiriant žvaigždžių spiečius nuo foninių galaktikų ir kitų objektų. Naudodamiesi šiais rezultatais Fouesneau et al. (2014a) ir Johnson et al. (2016, 2017) nustatė parametrus (amžius, mases bei ekstinkcijos vertes) šimtams jaunų spiečių. Jų rezultatai parodė, jog žvaigždžių spiečių formavimosi ypatumai priklauso nuo aplinkos. Fouesneau et al. (2014a) pasiūlė hipotezę, kad spiečių masės funkcijos forma gali priklausyti nuo aplinkos parametrų, o Johnson et al. (2017) gauti rezultatai tai iš dalies patvirtino. Jie parodė, jog maksimali galima spiečiaus masė beveik tiesiškai ($M_{C_{\max}} \propto \langle \Sigma_{\text{SFR}} \rangle^{1.1}$) priklauso

nuo vidutinio žvaigždėdaros spartos paviršinio tankio – išreiškiama suformuotų žvaigždžių mase per metus per galaktikos disko paviršiaus ploto vienetą. Tuo tarpu, Johnson et al. (2016) parodė, jog žvaigždžių spiečių formavimosi efektyvumas (kokia dalis žvaigždžių pasilieka spiečiuose) irgi priklauso nuo žvaigždėdaros spartos paviršinio tankio.

Iš žvaigždžių spiečių integralinės fotometrijos de Meulenaer et al. (2015, 2017) nustatė amžiaus, masės, metalingumo ir ekstinkcijos parametrus 1363 PHAT katalogo spiečiams neapsiribodami vien tik jaunais. Jų gauti rezultatai parodė, jog bendra, amžiais neapribota spiečių masių funkcija Andromedos galaktikoje sutampa su kitose galaktikose gautomis funkcijomis. Be to, jie parodė, jog šioje galaktikoje masyvesni nei $> 3000 M_{\odot}$ žvaigždžių spiečiai išlieka beveik nepaveikti ardųjų procesų ~ 300 Myr.

Weisz et al. (2015) taip pat pasinaudojo PHAT apžvalgos stebėjimų duomenimis ir tirdami žvaigždžių pasiskirstymus spiečiuose nustatė pradinės žvaigždžių masės funkciją, IMF (angl. initial mass function) Andromedos galaktikai. Jie gavo šiek tiek didesnę IMF laipsnio rodiklį $\alpha = +2.45_{-0.06}^{+0.03}$ žvaigždėms, kurių masė $\geq 2 M_{\odot}$ nei ankstesnių tyrimų gauti rodikliai Paukščių Takui $\alpha = +2.15 \pm 0.1$ ir Didžiojo Magelano Debesies galaktikai $\alpha = +2.3 \pm 0.1$. Nepaisant to, jie nerado reikšmingų IMF priklausomybių nuo spiečių masės, dydžio ar amžiaus.

2. LEO A GALAKTIKOS ŽVAIGŽDĖDAROS ISTORIJA

Nykštukinės galaktikos yra vienas iš svarbiausių Visatos komponentų nepaisant jų mažos masės. Ir ne vien dėl to, kad iš visų galaktikų tipų, nykštukinių galaktikų yra daugiausia. Pagal dabar vyraujančią kosmologinės konstantos bei šaltosios tamsiosios materijos (Λ CDM) teoriją, visos didžiosios galaktikos susiformavo besijungiant būtent nykštukinėms galaktikoms (žvaigždinė masė $M_* \leq 10^9 - 10^{10} M_\odot$). Dėl to, nykštukinių galaktikų formavimosi procesų supratimas padėtų išsiaiškinti ir didžiųjų galaktikų evoliucijos ypatumus. Negana to, nykštukinės galaktikos yra mažiausios ir paprasčiausios iš galaktikų, dėl to jų žvaigždžių populiacijų tyrimai yra vienas iš paprastesnių būdų išsiaiškinti, kaip veikia dar ne iki galo suprasti žvaigždėdaros procesai.

Viena iš tokių galaktikų yra Leo A. Ši nykštukinė galaktika nuo mūsų Paukščių Tako galaktikos nutolusi apie 820 kpc ($m - M = 24.58$ mag (Leščinskaitė et al., 2021), Leo A atstumu $1' \equiv 230$ pc) ir, taip pat, panašiais atstumais nuo kitų galaktikų Vietinėje Grupėje – palyginimui Andromedos ir Paukščių Tako virialiniai atstumai siekia tik ~ 300 kpc (McConnachie, 2012). Todėl manoma, kad ši galaktika nėra sąveikavusi su kitomis. Tai suteikia unikalią galimybę suprasti, kaip nykštukinės galaktikos formuojasi ir evoliucionuoja be išorinių veiksnių. Pagal Λ CDM modelį panašios masės galaktikose žvaigždėdara turėtų būti nuslopinama praėjus ~ 1 Gyr nuo Visatos pradžios dėl vandenilio atomų rejonizacijos (Benson et al., 2002; Sawala et al., 2016). Susidarius pirmosioms masyvioms žvaigždėms, jų spinduliuotė po truputį užpildė visatą ir jonizavo vandenilio atomus tarpžvaigždinėse dujose. Tik didelės masės ($M_{\text{DM}} > 10^8 - 10^9 M_\odot$) galaktikoms užteko gravitacijos tokioms dujoms pritraukti ir pradėti formuoti iš jų naujas žvaigždes (Finlator et al., 2017). Leo A masė kaip tik yra ties šia riba, tačiau net ir po rejonizacijos žvaigždėdara joje neužgeso visam laikui (Cole et al., 2007). Galaktikoje atrastos RR Lyros tipo kintamosios žvaigždės (Dolphin et al., 2002) atskleidė labai senos, daugiau nei 10 Gyr amžiaus, žvaigždžių populiacijos buvimą. Tuo tarpu, jonizuoto vandenilio (H II) sričių buvimas įrodo esant jaunų žvaigždžių – mažiau nei 30 Myr amžiaus.

Leo A galaktikos žvaigždėdaros tyrimai taip pat gali pasitarnauti išnarpliojant ir kitą neišspręstą problemą astrofizikoje – nuo ko priklauso žvaigždėdaros sparta. Prieš daugiau nei pusimtį metų Schmidt (1959) atrado sąryšį tarp žvaigždėdaros spartos tankio ir dujų tankio. Vėliau pagerėjus stebėjimų kokybei, Kennicutt (1989, 1998) parodė detalesnį sąryšį tarp žvaigždėdaros spartos paviršinio tankio Σ_{SFR} ir dujų paviršinio tankio $\Sigma_{\text{gas}} = \Sigma_{\text{HI}} + \Sigma_{\text{H}_2}$ (neutralaus vandenilio HI ir molekulinio vandenilio H₂ dujų paviršinių tankių suma):

$$\Sigma_{\text{SFR}} \propto \Sigma_{\text{gas}}^n, \quad (2.1)$$

kur $n = 1.4 \pm 0.15$ artimose spiralinėse ir žvaigždėdaros pliūpsnių galaktikose. Jų garbei ši priklausomybė buvo pavadinta Kennicutt-Schmidt dėsniu (toliau KS dėsnis). Vėlesni vietinių galaktikų stebėjimai parodė, jog šis KS dėsnis galioja aplinkose, kur paviršinio dujų tankio Σ_{gas} vertės nenukrenta žemiau keilių $M_{\odot}\text{pc}^{-2}$ (Bigiel et al., 2008, 2010; Daddi et al., 2010; Kennicutt & Evans, 2012; Wong et al., 2013). Žemiau šios tankio vertės, priklausomybė smarkiai statėja – $n \simeq 2-3$ (Bigiel et al., 2008; Elmegreen & Hunter, 2015). Buvo pastebėta, kad neutralaus vandenilio paviršinis tankis įsistotina maždaug ties šia riba $\Sigma_{\text{HI}} \simeq 9 M_{\odot}\text{pc}^{-2}$ (Wong et al., 2013). Tai aiškinama tuo, jog dujos tampa užtektinai tankios apsaugoti centrinės dujų debesų sritis nuo ardančio foninių UV spindulių poveikio (Krumholz et al., 2008, 2009a; McKee & Krumholz, 2010). Dėl to, neutralus vandenilis ima efektyviai jungtis į H_2 molekules. Žemiau šio dujų tankio, molekulinio vandenilio dalis smarkiai krenta ir tuo pačiu krenta žvaigždėdaros sparta. Be to, kai kurie analitiniai modeliai rodo, kad ši įsistotinimo riba didėja augant dujų metalingumui (Krumholz et al., 2009a,b). Dėl mažo metalingumo sulėtėja molekulių formavimasis (Glover & Clark, 2012b). Taip pat, sumažėja dulkių kiekis, kurios apsaugo nuo didelės dalies jonizuojančiosios foninės spinduliuotės ardančios susidarančias molekules (Rémy-Ruyer et al., 2013; Fisher et al., 2014; Hunt et al., 2014).

Visa tai lyg ir rodo, jog žvaigždėdaros sparta priklauso nuo molekulių buvimo. Tačiau, mažo metalingumo ir kartu mažo tankio aplinkose (nykštukinėse galaktikose bei galaktikų diskų pakraščiuose) visai neaptinkama molekulinio vandenilio pėdsakų. Nepaisant to, šiose sistemose žvaigždėdara vis tiek vyksta, nors ir mažesne sparta. Molekulinio vandenilio kiekis dujose paprastai nustatomas pagal empirinį sąryšį su anglies oksido CO molekulių kiekiu. Tačiau šis sąryšis darosi labai netikslus prie mažų metalingumų. Kai kurie autoriai argumentuoja, jog CO molekulių kiekis daug labiau priklauso nuo dujų tankio bei metalingumo, nei molekulinio vandenilio kiekis (Shetty et al., 2011; Shi et al., 2015; Hunt et al., 2015). Todėl nepaisant mažo CO kiekio ar iš vis jo nebuvimo, molekulinio vandenilio šiose aplinkose vis tiek yra. Kita vertus, kai kurie teoriniai modeliai rodo, kad ypač mažo metalingumo dujose žvaigždės gali formuotis ir tiesiogiai iš neutralaus vandenilio dujų (Glover & Clark, 2012a; Krumholz, 2012). O Elmegreen (2015, 2018) pateikė dinaminį žvaigždėdaros modelį, apėriantį visas dujų tankio skales. Pagal jį dujos yra visą laiką kolapsuojančios į žvaigždes arba išsklaidomos jaunų žvaigždžių grįžtamojo ryšio. Tarpžvaigždinės terpės dujų tankis ir fazė nustato kiekvieno iš šių procesų spartą vienas kito atžvilgiu ir taip gaunamos skirtingos žvaigždėdaros spartos priklausomybės nuo dujų tankio.

Šioms problemoms išspręsti būtini žvaigždėdaros tyrimai mažiausio dujų tankio bei metalingumo aplinkose, kur matomi didžiausi skirtumai tarp modelių prognozių. Būtent tokios sąlygos yra nykštukinėje Leo A galaktikoje: dujų metalingumas siekia vos $\sim 2\%$ Saulės metalingumo ($[\text{Fe}/\text{H}] = -1.67$) (Kirby

et al., 2017), o paviršinis dujų tankis diske neviršija $\log(\Sigma_{\text{HI}}) < 1.5 M_{\odot} \text{pc}^{-2}$ ir vietomis nukrenta net iki $\log(\Sigma_{\text{HI}}) \geq -0.5 M_{\odot} \text{pc}^{-2}$ (Hunter et al., 2012). Todėl naudodamiesi antžeminio Subaru teleskopo bei Hubble kosminio teleskopo (angl. Hubble Space Telescope, HST) stebėjimais nustatėme integralinę Leo A žvaigždėdaros istoriją per visą galaktikos amžių bei dvimatę žvaigždėdaros evoliuciją galaktikos diske per pastaruosius kelis šimtus milijonų metų.

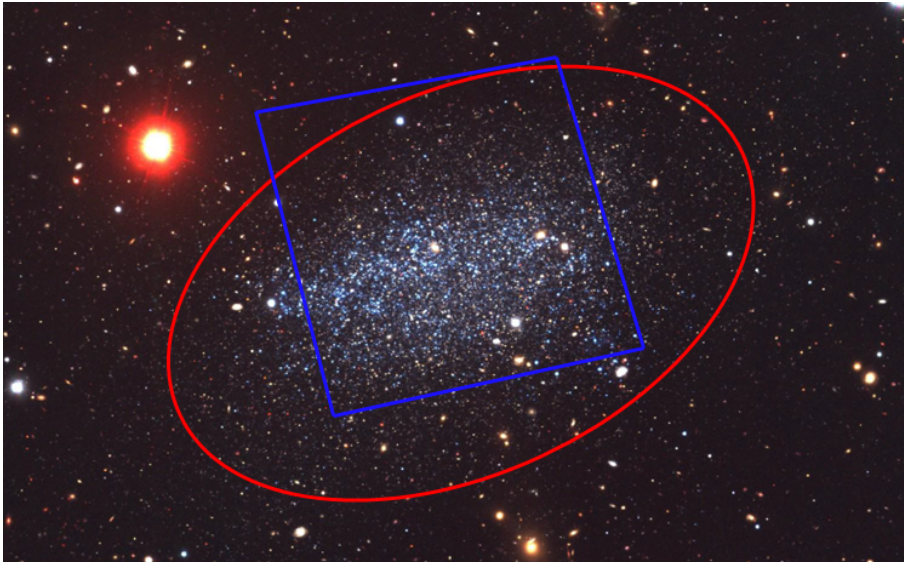
2.1. Leo A duomenys

Žvaigždėdaros tyrimai buvo atlikti pasitelkus LCID (angl. Local Cosmology from Isolated Dwarfs) projekto metu gautas HST ACS kameros nuotraukas (Cole et al., 2007) bei iš Subaru teleskopo Suprime-Cam mozaikinės kameros nuotraukų gautą fotometrijos katalogą (Stonkutė et al., 2014). Pastarasis katalogas aprėpia visą galaktikos diską ir dar toli už jo ribų, bet matavimų kokybė leidžia išmatuoti žvaigždes tik iki 24-25 mag. Tuo tarpu HST ACS matavimai aprėpia tik dalį galaktikos disko (2.1 pav. pažymėta mėlynu keturkampiu), bet puiki nuotraukų kokybė leidžia išmatuoti žvaigždes žemiau seniausių populiacijų pagrindinės sekos posūkio taško (angl. main-sequence-turn-off, MSTO) $F475W > 27.5$ mag.

Subaru teleskopo Suprime-Cam kameros nuotraukų fotometrijos katalogas buvo naudojamas išskirtinai tik jaunų (< 500 Myr) žvaigždžių populiacijų tyrimams. Buvo pasinaudota kataloge pateikiamais žvaigždžių matavimais visose trijose B , V ir I fotometrinėse juostose. Iš 20 583 pradiniam kataloge esančių objektų, tyrimui buvo atrinktos šviesios žvaigždės ($V < 24$), patenkančios į elipsę, kurios didysis pusašis lygus Holmberg'o spinduliui $a = 3'.5$ (Mateo, 1998) (~ 800 pc pažymėta 2.1 pav. raudona elipse, Leo A atstumu $1' \equiv 230$ pc). Be to, interaktyviai buvo pašalinti galimai nežvaigždiniai objektai. Galiausiai tyrimui buvo panaudota 2412 žvaigždžių duomenys.

HST ACS stebėjimai $F475W$ ir $F814W$ fotometrinėse juostose paimti iš Mikulski Archive for Space Telescope (MAST)¹. Nuotraukos buvo apdorotos internetinio archyvo automatiniu algoritmu: pašalintas bias signalas, padaryta tolygaus lauko korekcija ir įskaitytas krūvio pernašos efektyvumas (angl. charge transfer efficiency, CTE). Žvaigždžių fotometrija atlikta naudojant DOLPHOT 2.0 programinį paketą (Dolphin, 2000). Jis automatizuoja žvaigždžių paiešką skaitmeninėse nuotraukose bei jų fotometriją, pasiremiant taško išplitimo funkcijos (angl. point spread function, PSF) matavimu. Žvaigždžių PSF buvo įvertinta pasitelkus izoliuotų etaloninių žvaigždžių matavimus. Tai pavienės žvaigždės izoliuotose nuotraukose dalyse, kur nėra šalutinių objektų galinčių paveikti jų šviesos pasiskirstymus. Toliau katalogas buvo išvalytas nuo įvairių foninių bei blogai išmatuotų objektų pritaikius įvairius atrinkimo kriterijus. Pirmiausia, atmesti visi objektai su signalo-triukšmo santykiu nesiekiančiu

¹<http://archive.stsci.edu>



2.1 pav.: Leo A galaktikos trijų B , V ir I fotometrinių juostų kompozicinė nuotrauka gauta su Subaru Suprime-Cam kamera (Stonkutė et al., 2014). Raudona elipsė (ašių santykis $b/a = 0.6$, pozicinis kampas $PA = 114^\circ$) žymi Holmbergo spindulį, kur paviršinio šviesio tankis B fotometrinėje juostoje pasiekia $26.5 \text{ mag/arcsec}^2$. Elipsės didysis pusašis lygus $a = 3'.5$ ($\sim 800 \text{ pc}$) (Mateo, 1998), o centro koordinatės $\alpha_{J2000} = 9^h 59^m 24.5^s$, $\delta_{J2000} = +30^\circ 44' 47''$ (Vansevičius et al., 2004). HST ACS stebėjimų laukas pažymėtas mėlynu keturkampiu (Cole et al., 2007). Šiaurės kryptis į viršų, o rytų į kairę.

$S/N < 5$. Taip pat, atmesti objektai esantys arčiau nei per 8 pikselius nuo nuotraukos kraštų, kur didelis defektų skaičius. Po to, vizualios atrankos metu, buvo atmesti visi objektai pasitaikę ant akivaizdžių foninių galaktikų, ryškių Paukščių Tako žvaigždžių ar nuotraukos defektų. Tuomet, katalogas buvo išvalytas nuo išplitusių objektų (pvz. foninės galaktikos arba besiprojektuojančios kelios žvaigždės į vieną PSF) pasitelkus fotometrijos algoritmo *sharpness* parametą. Šis dydis rodo, kiek gerai objekto profilis atitinka žvaigždžių PSF – platesni profiliai turi teigiamas *sharpness* vertes, o siauresni – neigiamas. Kataloge buvo palikti tik objektai su $-0.2 < \textit{sharpness} < 0.2$ parametro vertėmis – dauguma foninių galaktikų turi didesnes vertes nei $\textit{sharpness} > 0.2$, o matavimo defektai – mažesnes nei $\textit{sharpness} < -0.2$. Galiausiai, buvo apsiribota objektais su $F475W < 29$ (ties šia verte žvaigždžių matavimų pilnumai svyruoja nuo 40% iki 60% priklausomai nuo žvaigždžių aplinkos tankio), atmetant silpniausio šviesio objektus su didžiausiomis matavimų paklaidomis bei labiausiai paveiktus matavimų pilnumo. Po šių atrankos etapų kataloge liko 125 401 objektai.

Tiriant Leo A žvaigždėdarą, be žvaigždžių matavimų, dar buvo pasinaudota Hunter et al. (2012) neutralaus vandenilio dujų tankio matavimais galaktikos

diske. Taip pat, panaudoti įvairūs kiti Leo A parametrai nurodyti 1.1 lentelėje.

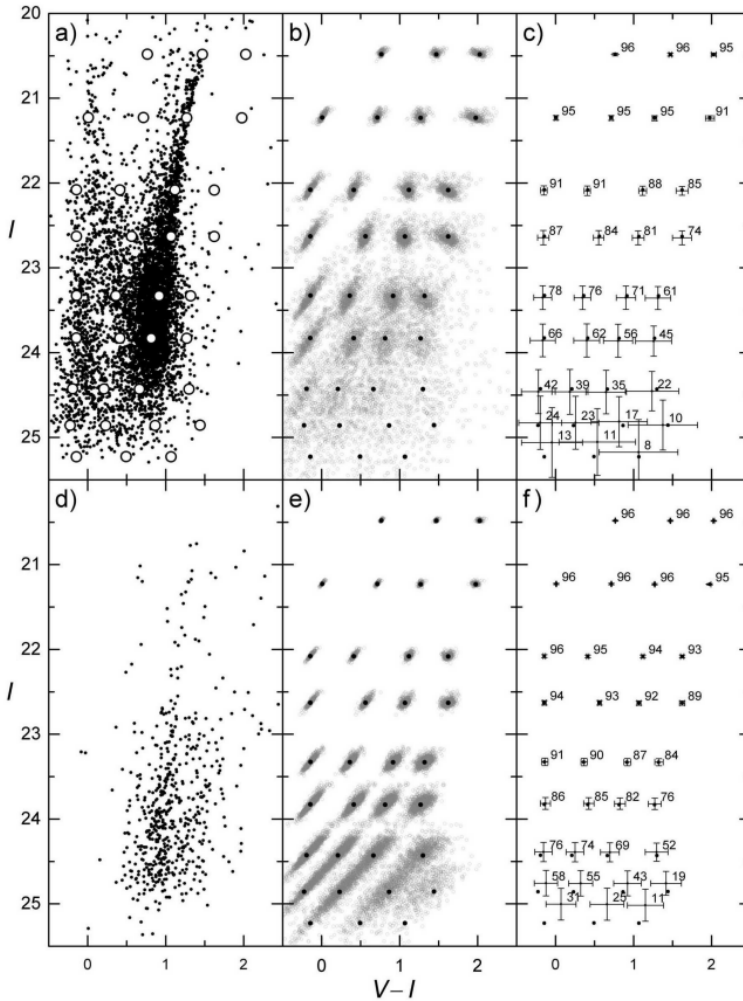
2.1.1. Subaru fotometrijos paklaidos ir pilnumai

Detaliems žvaigždėdaros tyrimams būtina žinoti ne tik žvaigždžių ryškius, bet ir šių ryškių matavimo paklaidų priklausomybes bei pilnumo funkcijas (kokia dalis žvaigždžių su konkrečiais parametrais nebuvo išmatuota). Jiems nustatyti buvo pasitelktas dirbtinių žvaigždžių testo (angl. artificial star test, AST) metodas (Stonkutė & Vansevicius, 2015). Pagal šį metodą, dirbtinai sugeneruotų žvaigždžių šviesos profiliai patalpinami ant galaktikos nuotraukų, iš kurių gauta žvaigždžių fotometrija. Tuomet, iš naujo atliekama pilna fotometrijos procedūra ir žiūrima kaip išmatuojamos patalpintos dirbtinės žvaigždės. Tokiu būdu, sugeneravus didelį skaičių įvairių ryškių ir spalvų žvaigždžių bei patalpinus jas įvairiose galaktikos nuotraukų vietose, galima nustatyti realių žvaigždžių matavimų paklaidų bei pilnumo funkcijos priklausomybes nuo žvaigždės ryškių ir spalvų bei padėties nuotraukoje (pvz. tankesnėse nuotraukų vietose daugiau žvaigždžių neišskiriama iš fono, didesnės ryškių paklaidos).

Subaru teleskopo Suprime-Cam kameros nuotraukoms dirbtinės AST žvaigždės buvo patalpintos į $13' \times 9'$ dydžio keturkampį lauką apimantį Leo A. Šis laukas aprėpia visą galaktiką ir toliau už jos halo ribų. Į šį lauką buvo patalpinta 8000 AST žvaigždžių tinklelio rikiuote (100×80) su $\sim 7''$ atstumu tarp žvaigždžių, siekiant išvengti bet kokio AST žvaigždžių šviesos profilių persiklojimo. Šis procesas buvo pakartotas antrą kartą, taip padvigubinant AST žvaigždžių skaičių ir tankį. Antrasis AST žvaigždžių tinklelis buvo pastumtas įstrižai – kiekviena koordinatė pastumta per $\sim 3.5''$. Ši procedūra buvo pakartota 34 kartus, taip gaunant po atskirą laukelį su 16 000 dirbtinių AST žvaigždžių kiekvienam iš 34-ių atskaitos taškų CMD diagramoje (2.2 pav.).

AST žvaigždės buvo patalpintos į nuotraukas naudojantis DAOPHOT moduliu (Stetson, 1987) IRAF programiniame pakete (Tody, 1993). Kiekvienos AST žvaigždės dirbtiniai PSF modeliai patalpinti atskirai į kiekvienos ekspozicijos kadra. Tuomet atskirai kiekvienam iš 34 gautų nuotraukų rinkinių, su AST žvaigždėmis, atlikta pilna fotometrijos procedūra. Taip gauti 34 atskiri žvaigždžių katalogai, iš kurių išrinkti patalpintų AST žvaigždžių matavimai.

Norint atsižvelgti į matavimo paklaidų bei pilnumo funkcijų priklausomybę nuo padėties nuotraukoje, visas AST žvaigždžių padengtas laukas buvo padalintas į patį Leo A centrą apimančią elipsę bei į 16 koncentrinų elipsinių žiedų. Elipsės centruotos ties Leo A centru, o jų pusašių santykis $b/a = 0.6$ bei didžiosios ašies pozicinis kampas $PA = 114^\circ$. Centrinės elipsės didysis pusašis $a = 25''$, o visų sekančių žiedų plotis ties didžiuoju pusašiu $\Delta a = 25''$. Toliau aprašytos matavimų paklaidų bei pilnumo analizės buvo atliktos atskirai kiekvienai iš šių sričių, tokiu būdu gaunant priklausomybes ne tik nuo padėties CMD diagramose, bet ir nuo padėties nuotraukoje.



2.2 pav.: AST testų rezultatai Leo A žvaigždžių fotometrijai, gautai iš Subaru teleskopo Suprime-Cam kameros nuotraukų (Stonkutė & Vansevičius, 2015). Viršutinėse (a, b, c) diagramose pateikti rezultatai iš elipsės centruotos ties Leo A centru. Elipsės parametrai iš Vansevičius et al. (2004) – didysis pusašis $a = 2'$, pusašių santykis $b/a = 0.6$, didžiosios ašies pozicinis kampas $PA = 114^\circ$. Apatinėse diagramose AST rezultatai iš elipsinio žiedo $5.3' < a < 6.0'$. AST žvaigždės generuotos iš 34 atskaitos taškų – a diagramoje pažymėta baltais apskritimais, b, c, e ir f diagramose atitinkamose vietose – juodais taškais. Kiekvienam iš šitų 34 atskaitos taškų buvo sugeneruota po 16 000 dirbtinių AST žvaigždžių. Jų išmatuoti duomenys atvaizduoti pilkais taškais b ir e diagramose. Šių matavimų paklaidos bei pilnumų vertės parodytos c ir f diagramose – skaičiai nurodo pilnumo funkcijos vertes procentais. Tikrų žvaigždžių matavimai atvaizduoti juodais taškais a ir d diagramose.

Matavimų pilnumai suskaičiuoti pasinaudojus užduotais bei išmatuotais AST žvaigždžių ryškiais. Kiekvienam atskaitiniam CMD taškui (2.2 pav.) suskaičiuota matavimų pilnumo vertė – to taško su visais trimis ryškiais (B , V , I) išmatuotų AST žvaigždžių skaičius padalintas iš viso tame taške sugeneruotų žvaigždžių skaičiaus. Tokiu būdu gaunant pilnumų priklausomybę nuo žvaigždės padėties CMD diagramoje.

Įvertinant žvaigždžių matavimų paklaidas buvo padaryta prielaida, jog paklaidų forma atitinka daugiadimensinį normalųjį skirstinį. Vadovaujantis šia prielaida, atskirai kiekvienam atskaitiniam CMD taškui buvo nustatytos paklaidų kovariacijos matricos pasinaudojus užduotais bei išmatuotais AST žvaigždžių ryškiais:

$$\Sigma_{xy} = N^{-1} \sum_{n=1}^N (m_{xn}^{\text{out}} - m_{xn}^{\text{in}})(m_{yn}^{\text{out}} - m_{yn}^{\text{in}}), \quad x, y \in \{B, V, I\}, \quad (2.2)$$

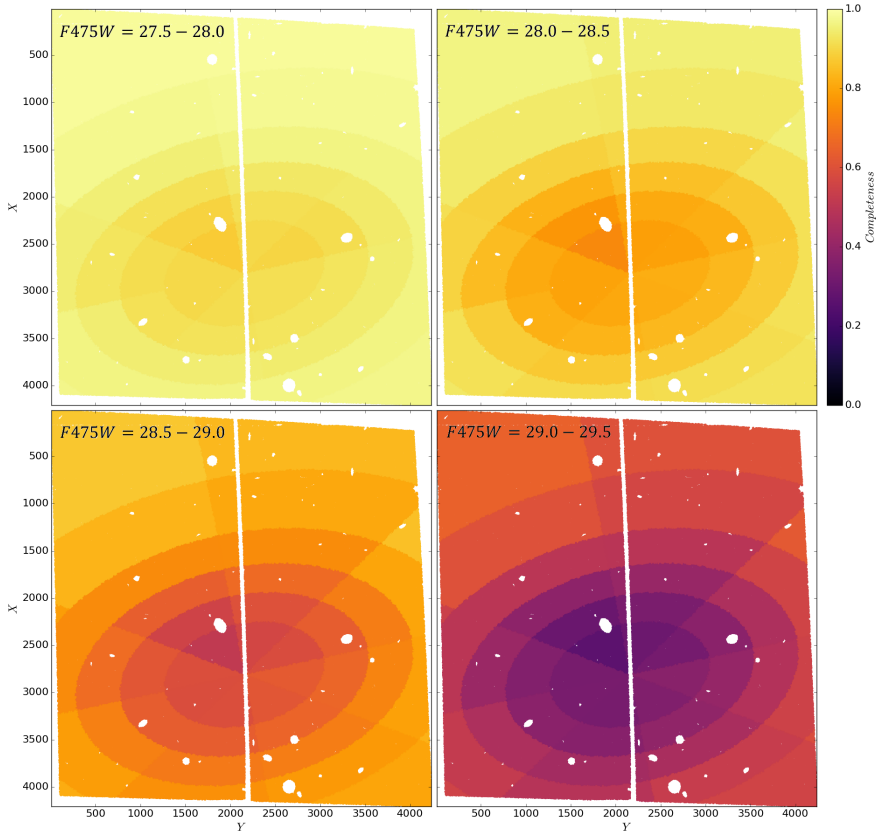
kur Σ_{xy} – x stulpelio ir y eilutės paklaidų kovariacijos matricos elementas; N – visų atskaitiniame CMD taške generuotų AST žvaigždžių skaičius; x , y – žymi vieną iš trijų B , V , I fotometrinių juostų; m_{xn}^{out} – išmatuotas regimasis n -os AST žvaigždės ryškis x fotometrinėje juostoje; m_{xn}^{in} – užduotas regimasis n -os AST žvaigždės ryškis x fotometrinėje juostoje.

Konkrečių realių žvaigždžių matavimų paklaidos bei pilnumo vertės skaičiuotos tiesiškai interpoliuojant trijų artimiausių atskaitinių CMD taškų kovariacijos matricų bei pilnumų vertes toje nuotraukos srityje, kurioje yra tiriamoji žvaigždė. Būtina pastebėti, jog paklaidų kovariacijos matricų nepatartina interpoliuoti tiesiogiai, dėl galimų skaitmeninių paklaidų eksponentinio išaugimo. Todėl, vietoj kovariacijų matricų, buvo interpoliuojamos jų atvirkštinės matricos. Po to, gauta matrica invertuota vėl ir taip gauta suinterpoliuota kovariacijos matrica.

2.1.2. HST fotometrijos paklaidos ir pilnumai

HST ACS duomenims fotometrijos paklaidos bei pilnumo funkcijos buvo įvertintos pasinaudojus AST metodu, analogiškai kaip ir Subaru duomenims (žiūrėti 2.1.1 skyrių). Tik šiuo atveju dirbtinės AST žvaigždės į laukelį patalpintos atsitiktinai parenkant koordinatas, tokiu būdu tolygiai padengiant visą stebėjimų lauką. Taip pat ir CMD diagramoje žvaigždės generuotos atsitiktinai parenkant pradinius ryškius iš srities $20 < F475W < 33$, $-2 < F475W - F814W < 5$, o ne konkrečiuose atskaitos taškuose. Tokiu būdu buvo tolygiai padengta visa dominanti ryškių erdvė. Iš viso tam panaudota 1 780 265 AST žvaigždžių.

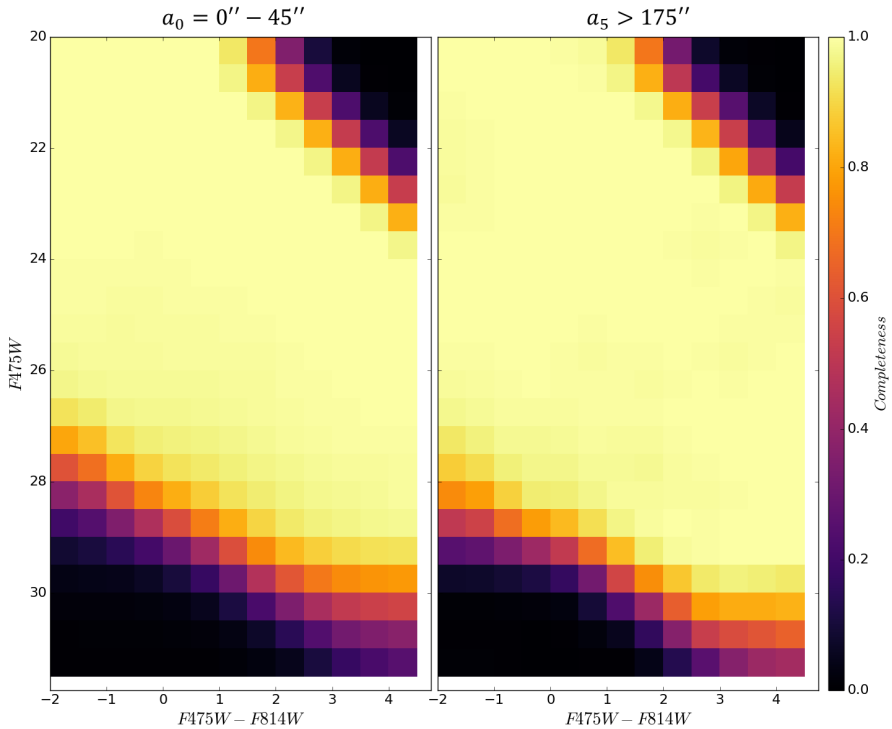
Panašiai kaip ir Subaru duomenų atveju, stebėjimų laukas buvo padalintas į centrinę elipsę su didžiuoju pusašiu $a_0 = 45''$ ir 5 žiedus su tokiais didžiojo pusašio atstumais nuo galaktikos centro: $a_1 = 45'' - 70''$; $a_2 = 70'' - 95''$; $a_3 = 95'' - 125''$; $a_4 = 125'' - 175''$; $a_5 > 175''$. Elipsių pusašių santykis $b/a = 0.6$



2.3 pav.: Leo A žvaigždžių fotometrijos, darytos HST ACS nuotraukose, matavimų pilnumų pasiskirstymai stebėtame lauke ties skirtingomis $F475W$ ryškio vertėmis (nurodytos kiekvienos diagramos viršutiniame kariame kampe). Pilnumų vertės užkoduotos spalvomis pagal nurodytą spalvų skalę. Ašyse nurodytos CCD kameros pikselių koordinatės (1 pikselis – $0.05''$). Elipsių pusašių santykis $b/a = 0.6$ bei didžiosios ašies pozicinis kampas $PA = 114^\circ$. Baltos zonos žymi atmetas matavimų sritis, kur negalimi patikimi matavimai – foninių objektų tarša ar blogi pikseliai. Matyti, jog pilnumų vertės mažėja artėjant link galaktikos centro, kur didesnis Leo A žvaigždžių tankis.

bei didžiosios ašies pozicinis kampas $PA = 114^\circ$. Be to, centrinė elipsė bei kiekvienas žiedas dar buvo suskaidyti į 8 dalis poline kryptimi, kaip matyti nustatytuose matavimų pilnumų pasiskirstymuose stebėjimų lauke 2.3 pav. Toks sričių išdėstymas parinktas pagal Leo A žvaigždžių koncentracijos kitimą bei išlaikant pakankamą skaičių išmatuotų AST žvaigždžių patikimiems įverčiams gauti kiekvienoje srityje. Matavimų paklaidų bei pilnumų analizės buvo atliktos atskirai kiekvienai iš šių sričių.

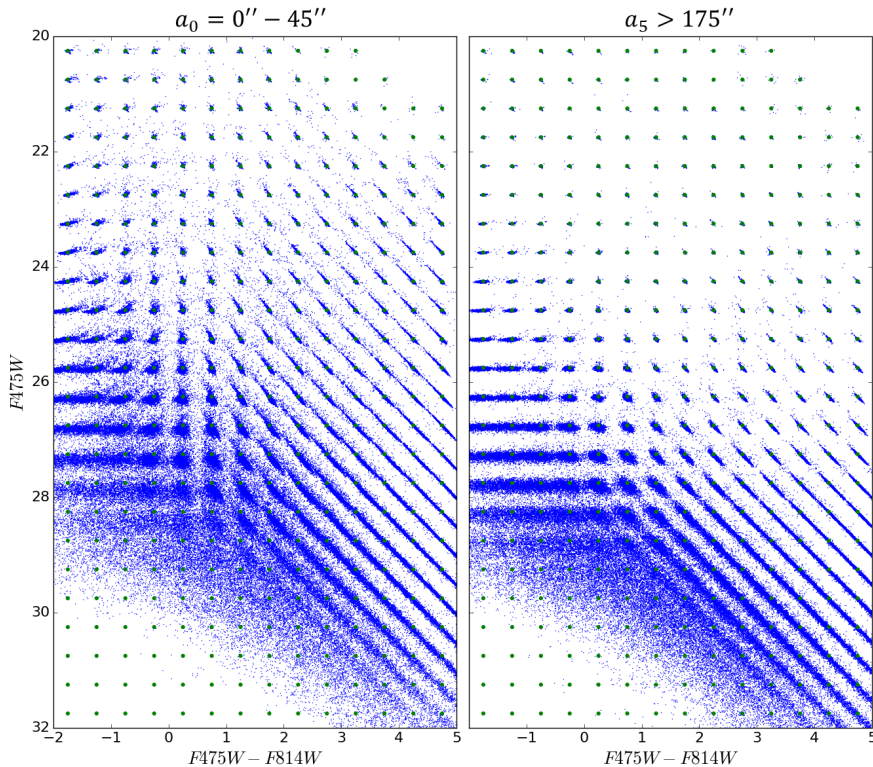
Pilnumų analizei ryškių erdvė $20 < F475W < 33$; $-2 < F475W - F814W < 5$ buvo suskaidyta tinkleliu į $\Delta F475W \times \Delta(F475W - F814W) = 0.5 \times 0.5 \text{ mag}^2$



2.4 pav.: Leo A žvaigždžių fotometrijos, darytos HST ACS nuotraukose, matavimų pilnumų pasiskirstymai CMD diagramose. Kairėje diagramoje atvaizduoti pilnumai centrinėje elipsėje su didžiuoju pusašiu $a_0 = 45''$. Dešinėje – pilnumai tolimiausiame regione nuo centro, už elipsės su didžiuoju pusašiu $a_0 = 175''$ ribų. Pilnumų vertės užkoduotos spalvomis pagal nurodytą spalvų skalę. Mažos pilnumų vertės viršuje dešinėje yra dėl žvaigždžių perlaikymo $F814W$ fotometrinėje juostoje.

dydžio langelius (2.4 pav.). Kiekviename iš šių langelių suskaičiuotos pilnumo vertės: išmatuotų (ryškiai gauti abiejuose fotometrinėse juostose) AST žvaigždžių skaičius padalintas iš viso užduotų AST žvaigždžių skaičiaus tame langelyje. Taip gautos žvaigždžių ryškių matavimų pilnumų priklausomybės nuo žvaigždės padėties ryškių erdvėje (2.4 pav.) bei stebėtame lauke (2.3 pav.). Matyti, jog pilnumai tuo mažesni, kuo arčiau galaktikos centro yra žvaigždė.

Paklaidų analizei ryškių erdvė irgi buvo padalinta į analogišką tinklą su $0.5 \times 0.5 \text{ mag}^2$ dydžio langeliais. Tačiau, analizuojant fotometrijos paklaidas iš AST testo rezultatų, buvo pastebėta, jog mažiau ryškių ($F475W > 25$) žvaigždžių nuokrypių skirstiniai yra labai nesimetriški (2.5 pav.). Dėl to, dirbtinių žvaigždžių generavimui, paklaidų skirstiniai nebuvo aproksimuojami normaliuoju skirstiniu. Vietoj to, dirbtinių žvaigždžių ryškių nuokrypiai buvo atsitiktinai parenkami iš trijų artimiausių CMD langelių nuokrypių skirstinių, gautų iš AST žvaigždžių matavimų. Kiekvieno iš trijų langelių atsitiktinio pa-



2.5 pav.: Leo A žvaigždžių fotometrijos, darytos HST ACS nuotraukose, dirbtinių AST žvaigždžių ryškių matavimų paklaidų skirstiniai CMD diagramoje. Kairėje skirstiniai centrinėje elipsėje su didžiuoju pusašiu $a_0 = 45''$. Dešinėje – pilnumai tolimiausiame regione nuo centro, už elipsės su didžiuoju pusašiu $a_0 = 175''$ ribų. Žali taškai nurodo užduotas dirbtinių AST žvaigždžių padėtis, mėlyni taškai – šių žvaigždžių fotometrinių matavimų rezultatus. Paklaidos tuo didesnės, kuo arčiau tankios centrinės galaktikos zonos yra matuojama žvaigždė.

sirinkimo tikimybė tiesiškai proporcinga žvaigždės atstumui iki langelio centro CMD diagramoje. Galiausiai, prie gautų ryškių nuokrypių dar papildomai pridėti atsitiktinai sugeneruoti nuokrypiai pagal dvimatį normalųjį skirstinį su paklaidomis $\sigma_{F475W} = \sigma_{F814W} = 0.01$. Taip užtikrinant tolygesnius ryškių išplitimus.

Kadangi dvimatės žvaigždėdaros istorijos analizei buvo tiriamos tik ryškios ($F475W > 25$) žvaigždės, todėl joms naudotos dvimačiais normaliaisiais skirstiniais aproksimuotos paklaidos. Paklaidų kovariacijos matricų skaičiavimo procedūra buvo analogiška Subaru duomenų atveju, aprašyta 2.2 lygtyje. Paklaidų vertės tiesiškai interpoliuotos tarp trijų artimiausių CMD langelių centrų.

2.2. Dirbtinių žvaigždžių populiacijos

Šiame darbe aprašytas integralinės žvaigždėdaros istorijos nustatymo metodas paremtas dirbtinių žvaigždžių populiacijų lyginimu su realių žvaigždžių matavimais. Todėl, pirmiausia būtina aptarti dirbtinių žvaigždžių populiacijas ir jų generavimo metodiką.

Žvaigždės negimsta po vieną. Visi žvaigždžių formavimosi tyrimai rodo, jog žvaigždės susidaro grupėmis iš kolapsuojančių ir fragmentuojančių milžiniškų molekulinė dujų debesų (angl. giant molecular clouds, GMC) (McKee & Ostriker, 2007). Manoma, kad šiuose debesyse, prieš prasidedant fragmentacijai, dujos jau būna pilnai išsimaišiusios, t. y. cheminė sudėtis visose srityse vienoda. Dėl to, iš vieno GMC susidariusių žvaigždžių cheminė sudėtis (metalingumas) bei amžius įprastai būna vienodi. Nors, derėtų paminėti, jog pastaraisiais metais pastebėtos cheminių elementų gausų variacijos tarp tos pačios populiacijos žvaigždžių Paukščių Tako kamuoliniuose spiečiuose (Carretta et al., 2009; Anderson et al., 2009; Bastian & Lardo, 2018).

Kolapsuojančio GMC fragmentacija apsprendžia susidarančių žvaigždžių mases (André et al., 2010). Dar praeito amžiaus viduryje buvo pastebėta, jog žvaigždžių masės seka tam tikrą skirstinį (Salpeter, 1955). Šis skirstinys vadinamas pradine masės funkcija (angl. initial mass function, IMF). Vėlesni stebėjimai parodė, jog šis žvaigždžių pradinių masių pasiskirstymo dėsnis yra universalus (Kroupa, 2001; Bastian et al., 2010). Nors šis procesas dar pilnai nėra suprastas, tačiau, manoma, kad GMC debesyje dujų turbulencija sukuria sutankėjimus, kurie duoda pradžią fragmentacijai (McKee & Ostriker, 2007). Toliau kiekvienas iš šių fragmentų kolapsuoja atskirai ir centre susikuria po žvaigždę, kuri išsibūsi išpučia likusias dujas. Nors tik maža dalis viso dujų debesies fragmento sukuria naują žvaigždę, stebėjimai rodo, jog šių fragmentų masių pasiskirstymų forma labai primena žvaigždžių IMF (André et al., 2010). Iš to galima spręsti, kad susidariusių žvaigždžių masės tiesiogiai proporcingos fragmentų masėms, iš kurių susidaro. O kadangi šių fragmentų susidarymą sukelia dujų turbulencija, todėl manoma, jog tuo pačiu turbulencija apsprendžia ir žvaigždžių pradinių masių skirstinį.

Atsižvelgus į visa tai, kiekvieną dirbtinių žvaigždžių populiaciją galima, supaprastintu atveju, aprašyti trimis parametrais: amžiumi, metalingumu bei pradine visos populiacijos mase. Amžius bei metalingumas kiekvienai dirbtinės populiacijos žvaigždei bus vienodas, kaip ir visos populiacijos. Tačiau kiekvienos atskiros žvaigždės masė turi būti skirtinga. Dėl to, dirbtinių žvaigždžių masės atsitiktinai generuojamos pagal pasirinktą IMF funkciją, kol jų suma pasiekia užduotą visos populiacijos masės vertę.

Šiame darbe buvo naudojama Kroupa (2001) empiriškai nustatyta IMF funkcija. Tai keturių dalių laipsninė funkcija nurodanti, kokia dalis populiacijos

žvaigždžių gimsta su tam tikra pradine mase:

$$\begin{aligned}
 \text{IMF}(m) &= C_i m^{-\alpha_i}, \\
 \alpha_0 &= 0.3 \pm 0.7, \quad 0.01 \leq m/M_\odot < 0.08, \\
 \alpha_1 &= 1.3 \pm 0.5, \quad 0.08 \leq m/M_\odot < 0.50, \\
 \alpha_2 &= 2.3 \pm 0.3, \quad 0.50 \leq m/M_\odot < 1.00, \\
 \alpha_3 &= 2.3 \pm 0.7, \quad 1.00 \leq m/M_\odot < m_{\max},
 \end{aligned} \tag{2.3}$$

čia C_i – normavimo konstantos užtikrinančios, kad $\int_{m_{\min}}^{m_{\max}} \text{IMF}(m) dm \equiv 1$; m – pradinė žvaigždės masė; M_\odot – Saulės masė; m_{\max} – maksimali žvaigždės masė. Šiame darbe naudota vertė $m_{\max} \equiv 120 M_\odot$.

Dirbtinės žvaigždės masė gaunama sugeneruojant atsitiktinį skaičių X , galintį įgyti vertes nuo 0 iki 1. Įstačius šį skaičių į atvirkštinę kumuliatyvinę IMF funkciją $\overline{\text{CIMF}}$, gaunama pradinė žvaigždės masė. Šis procesas kartojamas tol, kol visų sugeneruotų žvaigždžių masių suma tampa lygi arba viršija užsibrėžtą generuojamos populiacijos masę. Kadangi tai stochastinis procesas, todėl sugeneruotų žvaigždžių masių suma dažniausiai nebūna visiškai lygi užsibrėžtai populiacijos masei. Tačiau, atsitiktinai atmetant paskutinę sugeneruotą žvaigždę su 50% tikimybe užtikrinama, kad bent vidutinė sugeneruojama populiacijos masė būtų lygi užsibrėžtai vertei.

Atvirkštinė kumuliatyvinė IMF funkcija $\overline{\text{CIMF}}$ suskaičiuojama tokiu būdu:

$$\begin{aligned}
 \overline{\text{CIMF}}(X) &= \text{CIMF}^{-1}(m) = M_*(X), \\
 \text{CIMF}(m) &= \int_{0.08}^m \text{IMF}(m) dm,
 \end{aligned} \tag{2.4}$$

kur M_* – sugeneruota pradinė žvaigždės masė.

Įvairūs mūsų Galaktikos žvaigždžių tyrimai rodo, jog ~50% žvaigždžių yra gravitaciškai susietos su viena ar daugiau kompanionių žvaigždžių (Raghavan et al., 2010; Sana et al., 2013; Tokovinin, 2014; Kobulnicky et al., 2014). Todėl generuojant dirbtines populiacijas, taip pat reikia įskaityti daugianares sistemas. Bet, stebėjimai rodo, jog kompanionių žvaigždžių masės neseka IMF funkcijos. Nustatyta, kad kompanionės ir pagrindinės žvaigždės masių santykiai seka tolygų pasiskirstymą (Tokovinin, 2014; Kobulnicky et al., 2014). Vadovaujantis šiais tyrimų rezultatais, generuojant dirbtines žvaigždes, atsitiktinai kas antrai žvaigždei sugeneruojama ir jos kompanionė. Suskaičiuoti abiejų žvaigždžių absoliutiniai ryškiai susumuojami ir tik tada jiems imituojami fotometrinių matavimų efektai. Šitaip atsižvelgiama į neišskiriamų dvinarių sistemų efektus fotometriniams matavimams. Kompanionės masė generuojama pagal tolygų masių santykio skirstinį: $q = m_1/m_0$; $0.2 < q < 1$. Kompanionių masės taip pat įskaitomos į visos populiacijos masės skaičiavimą.

Turint visų dirbtinių žvaigždžių mases, toliau joms suskaičiuojami absoliu-

tiniai ryškiai pasitelkus žvaigždžių evoliucijos modelių banką. Pagal užduotas dirbtinės populiacijos amžiaus ir metalingumo vertes, pasirenkama tokių pat parametrų izochrona – vieno amžiaus ir metalingumo žvaigždžių populiacijos sumodeliuotų absoliutinių ryškių rinkinys. Kiekvienai dirbtinei žvaigždei suskaičiuojami absoliutiniai ryškiai interpoliuojant pagal žvaigždės masę tarp dviejų izochronos taškų su artimiausiomis masės vertėmis. Šiame darbe naudotas žvaigždžių evoliucijos modelių bankas – PAdova and tRieste Stellar Evolutionary Code (PARSEC)-COLIBRI v1.2S² (Bressan et al., 2012; Marigo et al., 2017). Naudoto izochronų banko parametrai: Subaru duomenims – $\log(t) = 6.6 - 10.1$ su žingsniu $\Delta t = 0.05$ dex ir $Z = 0.0008$; HST duomenims – $\log(t) = 6.6 - 10.13$ su žingsniu $\Delta t = 0.01$ dex ir metalingumų intervalas $Z = 0.0001 - 0.0015$ su žingsniu $\Delta Z = 0.0001$.

Toliau, prie kiekvienos dirbtinės žvaigždės ryškių pridedamas atstumo modulis bei Paukščių Tako ekstinkcijos vertės stebėjimų kryptimi iš 1.1 lentelės, taip gaunant regimuosius žvaigždžių ryškius, jeigu jos būtų Leo A galaktikoje. Dėl itin mažo dujų metalingumo, laikoma, kad Leo A galaktikos vidinės ekstinkcijos efektai mažesni nei matavimų paklaidos, todėl į ją nebuvo atsižvelgiama. Atsižvelgiant į realių žvaigždžių matavimų kokybės priklausomybę nuo žvaigždės padėties stebėjimų lauke, kiekvienai dirbtinei žvaigždei taip pat atsitiktinai sugeneruojamos padėties stebėjimų lauke. Žvaigždžių padėtys generuojamos pagal dvimatį normalųjį skirstinį atitinkantį Leo A žvaigždžių pasiskirstymą: centro koordinatės $\alpha_{J2000} = 9^h 59^m 24.5^s$, $\delta_{J2000} = +30^\circ 44' 47''$, standartinis nuokrypis elipsės didžiosios ašies kryptimi lygus $a = 3'.5$, standartinis nuokrypis mažosios ašies kryptimi, $b = 0.6 \cdot a$, skirstinys pasuktas pagal galaktikos pozicinį kampą $PA = 114^\circ$ (Vansevičius et al., 2004; Mateo, 1998).

Gautiems regimiesiems dirbtinių žvaigždžių ryškiams toliau imituojami fotometrinių matavimų efektai. Kiekvienai dirbtinei žvaigždei suskaičiuojamos pilnumo vertės iš AST testų rezultatų pagal 2.1.1 ir 2.1.2 skyriuose aprašytą metodiką. Tuomet, šioms žvaigždėms generuojamas atsitiktinis skaičius nuo 0 iki 1. Jei gautas skaičius didesnis nei žvaigždei priskirta pilnumo vertė, ji atmetama ir laikoma neišmatuota. Jei skaičius mažesnis – žvaigždė laikoma išmatuota, šitaip imituojant matavimų pilnumo efektą. Galiausiai, likusioms žvaigždėms sugeneruojami atsitiktiniai ryškių nuokrypiai pagal 2.1.1 ir 2.1.2 skyriuose aprašytus nurodymus, taip imituojant matavimų paklaidas. Tokiu būdu gaunama dirbtinė žvaigždžių populiacija su matavimų kokybe atitinkančia tikrų Leo A žvaigždžių matavimus.

²<http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmd>

2.3. Leo A integralinė žvaigždėdaros istorija

2.3.1. Integralinės žvaigždėdaros istorijos nustatymo metodas

Galaktikos yra didelės ir sudėtingos sistemos, sudarytos iš tamsiosios materijos, įvairių dujų bei daugybės skirtingų žvaigždžių. Tiriant kitų galaktikų žvaigždžių formavimosi istorijas, šiuolaikinių stebėjimų kokybė kol kas dar neleidžia visoms žvaigždėms patikimai nustatyti jų parametrų. Tačiau, žvaigždes galima suskirstyti į įvairių amžių ir metalingumų populiacijas. Tokiu būdu galaktikų žvaigždėdaros istorijos nustatymo uždavinys supaprastinamas nuo daugybės atskirų žvaigždžių tyrimų iki geriausiai stebėjimus atitinkančios žvaigždžių populiacijų kombinacijos paieškos.

Šiame darbe naudotas integralinės žvaigždėdaros istorijos nustatymo metodas paremtas dirbtinių žvaigždžių populiacijų lyginimu su galaktikos žvaigždžių fotometrinių stebėjimų duomenimis. Pirmiausia, pagal 2.2 skyriuje aprašytą metodiką, sugeneruojamas dirbtinių žvaigždžių populiacijų bankas, tolygiai aprėpiantis visas amžių ir metalingumų vertes, kurias galėtų turėti žvaigždės tiriamoje galaktikoje. Nepageidaujamiems stochastiniams efektams sumažinti, kiekviena banko populiacija turėtų būti pakankamai masyvi, kad tolygiai užpildytų jos parametrus atitinkančią izochroną. Toliau, stebėjimus apimanti ryškių ir spalvų erdvė suskaidoma į daug mažų sričių (paprastumo dėlei toliau darbe bus vadinama langeliais) adaptyvaus tinklelio pagalba. Kiekvienam tinklelio langeliui suskaičiuojamas į jį patenkančių stebėtų žvaigždžių skaičius bei analogiškai dirbtinių populiacijų banko žvaigždžių skaičius. Taip gaunami realių galaktikos žvaigždžių bei dirbtinių populiacijų žvaigždžių skaičiaus tankio pasiskirstymai matavimų erdvėje.

Lyginant šiuos skirstinius kiekviename langelyje iš eilės, nustatoma, kuriose srityse sugeneruota per daug ar per mažai dirbtinių žvaigždžių. Pagal tai atitinkamų dirbtinių žvaigždžių populiacijų masės sumažinamos arba padidinamos, kad geriau atkurtų stebėjimus. Pagal gautus rezultatus pakoregavus kiekvienos dirbtinės populiacijos masės, iš naujo generuojamas dirbtinių žvaigždžių populiacijų rinkinys. Kiekviena populiacija sugeneruojama po 10 kartų ir suskaičiuojamas vidutinis šių realizacijų žvaigždžių pasiskirstymas, tokiu būdu sumažinant stochastikos efektus. Šis žvaigždžių pasiskirstymas matavimų erdvėje vėl lyginamas su realių žvaigždžių matavimais ir vėl koreguojamos sugeneruotų populiacijų masės. Šis procesas iteraciškai kartojamas tol, kol pasirinktas žvaigždžių skirstinių atitikimą nusakantis parametras nustoja keistis (Leo A atveju tai pasiekama per kelis šimtus iteracijų).

Paskutinės iteracijos dirbtinių populiacijų masių pasiskirstymas nusako geriausią integralinės žvaigždėdaros istorijos sprendinį – t. y. nusako kiek žvaigždžių galaktikoje susikūrė prieš kiek metų ir kokio metalingumo. Antroji pusė visų iteracijų panaudojama rezultatų patikimumų intervalams nustatyti, taip iš dalies atsižvelgiant į matavimų paklaidų, parametrų išsigimimų bei stochas-

tikos efektus rezultatams. Reikia paminėti, jog nustatytos masės nurodo visų konkrečios populiacijos gimimo metu susidariusių žvaigždžių masę, o ne dabartinę populiacijos masę, nes nemaža dalis žvaigždžių nuo to laiko turėjo sprogti supernovomis arba prarasti dalį masės, vėlyvosiose savo evoliucijos stadijose nusimesdamos išorinius sluoksnius.

Dirbtinių populiacijų lyginimui su stebėtomis žvaigždėmis, matavimų erdvė padalinama į daug mažų sričių (langelių) pasitelkiant adaptyvų tinklelį. Naudojant tolygų mažų langelių tinklelį, mažo žvaigždžių skaičiaus srityse (pvz. vėlyvųjų evoliucinių stadijų zonose) labai išauga stochastikos efektų įtaka žvaigždėdaros nustatymui. Todėl matavimų erdvę reikia skaidyti į tokį tinklelį, į kurio langelius patektų bent užsibrėžtas minimalus stebėtų žvaigždžių skaičius. Tam pasiekti, pirmiausia, visa matavimų erdvė suskaidoma į vienodo dydžio langelius – Subaru duomenų atveju naudotas langelio dydis $\Delta B \times \Delta V \times \Delta I = 0.1 \times 0.1 \times 0.1 \text{ mag}^3$ ir HST duomenų atveju $\Delta F475W \times \Delta(F475W - F814W) = 0.075 \times 0.04 \text{ mag}^2$. Toliau šie langeliai suskirstomi į žvaigždžių evoliucija paremtas grupes: pagrindinės sekos (angl. main-sequence, MS), submilžinių sekos (angl. sub-giant branch, SGB), raudonųjų milžinių sekos (angl. red giant branch, RGB) bei likusių evoliucinių stadijų zonos langelius. Kiekvienas langelis priskiriamas prie konkrečios grupės pagal tai, kurios rūšies žvaigždžių į jį patenka daugiausia, skirstant pradinio dirbtinių populiacijų banko žvaigždes. Langeliai, neapimantys jokių dirbtinių populiacijų banko žvaigždžių, pašalinami ir toliau nenaudojami. Todėl svarbu, kad sugeneruotas žvaigždžių bankas padengtų visas matavimų erdvės zonas su žvaigždžių stebėjimais.

Tos pačios grupės langeliai yra sujungiami, kol į naują langelį patenka bent 3 stebėtos galaktikos žvaigždės arba kol 4 iš eilės prijungti langeliai neturi nei vienos galaktikos žvaigždės. Šis procesas pradedamas nuo pačius ryškiausius ryškius (spalvų atveju – mėlyniausias) turinčio langelio ir tęsiama toliau iš eilės tikrinant langelius, vieną koordinatę keičiant iki trijų kartų. Po to, pakeičiama antroji koordinatė ir toliau tikrinami langeliai, vėl keičiant pirmąją koordinatę iki trijų kartų iš eilės. Analogiškai antrąją koordinatę pakeitus tris kartus iš eilės, pakeičiama trečioji koordinatė. Tokiu principu, langelių jungimą galima atlikti taip pat ir matavimų erdvėse su daugiau nei trimis dimensijomis.

Toliau, kiekvienam naujai sudaryto adaptyvaus tinklelio langeliui, suskaičiuojamas į jį patenkančių stebėtos galaktikos žvaigždžių ir dirbtinių žvaigždžių skaičiai. Realių ir dirbtinių žvaigždžių skaičių santykis nurodo dirbtinės populiacijos masės pataisą – kiek sekančioje iteracijoje reikia padidinti ar sumažinti dirbtinės populiacijos masę, kurios žvaigždės patenka į tą langelį. Tačiau kiekvienos dirbtinės populiacijos žvaigždės pasiskirsto po daugybę langelių. Todėl masės pataisa suskaičiuojama kaip vidurkis visų langelių, į kuriuos pakliūva konkrečios dirbtinės populiacijos žvaigždžių. O jai priklausančių žvaigždžių skaičius langelyje panaudojamas, kaip tą langelį atitinkančios masės pataisos

svoris. Konkrečios dirbtinės populiacijos masės vertė sekančiai iteracijai skaičiuojama taip:

$$M_{j+1}(Z, t) = M_j(Z, t) \times \frac{\sum_i^N \frac{r_i}{k_{ji}} n_{ji}(Z, t)}{\sum_i^N n_{ji}(Z, t)}, \quad (2.5)$$

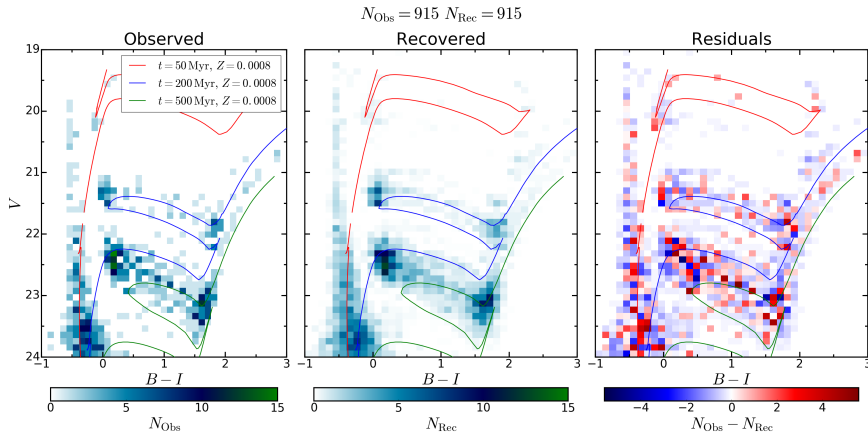
čia $M_j(Z, t)$ – Z metalingumo ir t amžiaus dirbtinės žvaigždžių populiacijos masė j iteracijoje; N – visas adaptyvaus tinklelio langelių skaičius; r_i – realių galaktikos žvaigždžių skaičius i -jame langelyje; k_{ji} – bendras visų dirbtinių populiacijų žvaigždžių skaičius i -jame langelyje j iteracijoje; $n_{ji}(Z, t)$ – Z metalingumo ir t amžiaus dirbtinės populiacijos žvaigždžių skaičius i -jame langelyje j iteracijoje.

2.3.2. Metodo testai

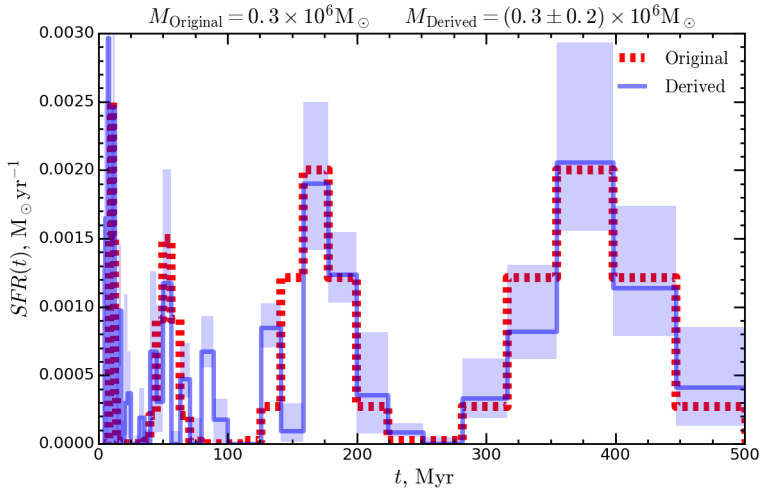
Sukurto metodo patikimumui įvertinti, buvo atlikti testai su dirbtinėmis žvaigždžių populiacijomis. Taikymo ribos patikrintos atskirai Subaru ir HST duomenims.

Metodo patikimumas, taikant Subaru teleskopo duomenims, buvo patikrintas pritaikius jį dirbtinei galaktikai su keturiomis skirtingų amžių bei masių žvaigždžių populiacijomis (žr. 2.6 pav.). Populiacijos sugeneruotos pagal 2.2 skyriuje aprašytą metodiką, dirbtinai imituojant Subaru stebėjimų fotometrijos duomenų kokybę. Visos šiame teste generuotos žvaigždės jaunesnės nei 500 Myr, nes Subaru stebėjimai leidžia išskirti tik jaunesnes nei 1 Gyr bei RGB sekos žvaigždes. Tačiau RGB sekos žvaigždžių ryškių priklausomybė nuo jų amžių yra itin silpna – pokyčiai daug mažesni nei fotometrijos paklaidos, todėl iš šių stebėjimų joms patikimai nustatyti amžius neįmanoma. Dėl to, Subaru duomenys buvo panaudoti tik jaunų $t < 500$ Myr žvaigždžių populiacijų tyrimams. Tuo pačiu ir testams sugeneruotos panašių amžių populiacijos su, į jaunesnius ir senesnius amžius išplitusiais, žvaigždėdaros maksimumais ties 10, 60, 170 ir 375 Myr amžiais (žr. 2.7 pav.). Tokiu būdu bandyta imituoti keturis realistiškus žvaigždėdaros plūpsnius, kurių trukmės mažėja laikui bėgant. Visos keturios populiacijos sugeneruotos su vienodu metalingumu $Z = 0.0008$ atitinkančiu Leo A galaktikos dabartinę dujų cheminę sudėtį van Zee et al. (2006).

Kaip matyti iš testų rezultatų 2.6 ir 2.7 pav., metodas tiksliai atkūrė visų keturių žvaigždėdaros maksimumų padėtį bei aukštį ir net jų išplitimo formą su nedideliais nuokrypiais. Be to, gana tiksliai atkurti dirbtinių žvaigždžių pasiskirstymai ryškių erdvėje. Taip pat, tiksliai atkurta bendra sugeneruotų populiacijų pradinė masė: užduota vertė – $3 \times 10^5 M_\odot$, atkurta vertė – $(3 \pm 2) \times 10^5 M_\odot$. Šie testų rezultatai rodo, jog sukurtas metodas gali patikimai nustatyti Leo A galaktikos integralinę žvaigždėdaros istoriją per pastaruosius 500 Myr, naudojant Subaru stebėjimų duomenis.



2.6 pav.: Žvaigždėdaros istorijos nustatymo testo rezultatai su Subaru teleskopo stebėjimų kokybę atitinkančiomis dirbtinėmis žvaigždžių populiacijomis. Kairėje – keturių dirbtinių populiacijų, kurioms buvo nustatyta žvaigždėdaros istorija, žvaigždžių skaičiaus tankio pasiskirstymas CMD diagramoje (viso žvaigždžių – 915). Viduryje – atkurtas žvaigždžių skaičiaus tankio pasiskirstymas – atkurtos žvaigždėdaros istorijos dešimties realizacijų vidurkis (atkurtas žvaigždžių skaičius – 915). Dešinėje – skirtumai tarp tiriamų žvaigždžių pasiskirstymo ir atkurto. Visose trijose CMD diagramose, pagal žemiau nurodytas skales, spalvomis užkoduoti žvaigždžių skaičiai atitinkamuose diagramų langeliuose. Raudona, mėlyna ir žalia kreivėmis atvaizduotos trijų amžių izochronos: atitinkamai 50, 200 ir 500 Myr.

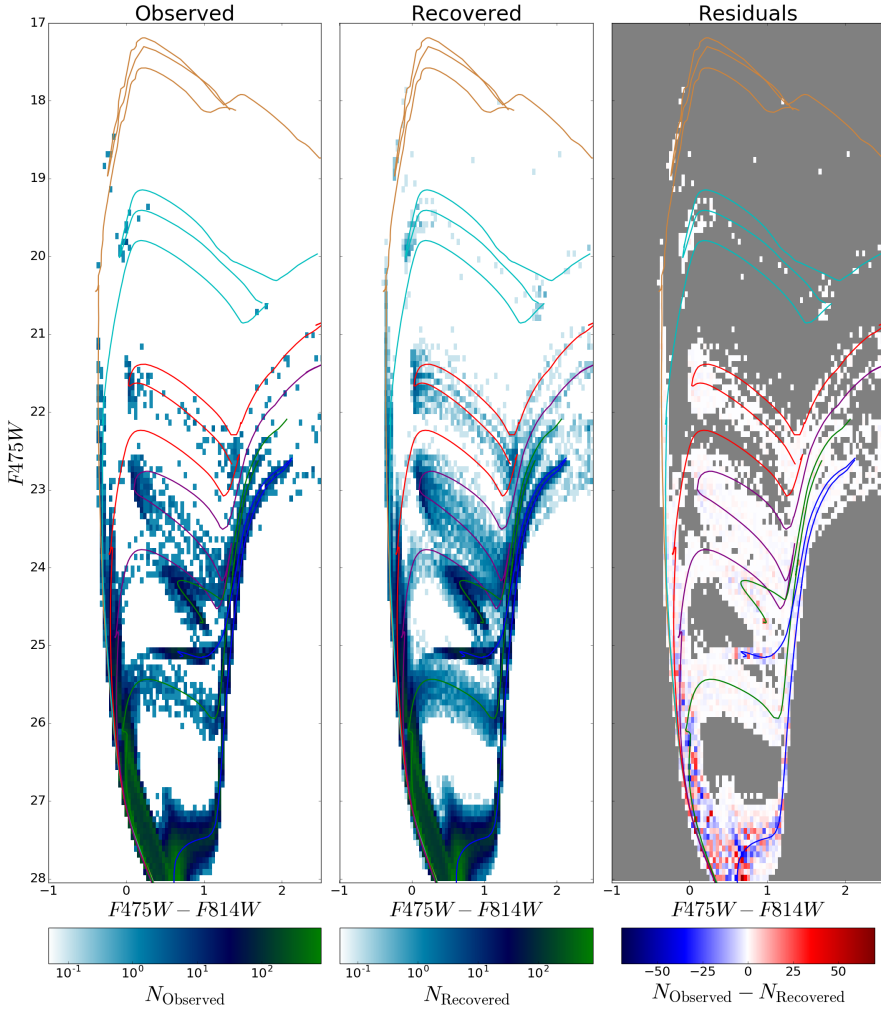


2.7 pav.: Dirbtinės testinės galaktikos su keturiomis žvaigždžių populiacijomis žvaigždėdaros spartos priklausomybė nuo žvaigždžių amžiaus bei atkurta žvaigždėdaros istorija. Raudona punktyrinė kreivė parodyta tikroji tirtos dirbtinės galaktikos žvaigždėdaros istorija. Mėlyna kreivė – atkurta žvaigždėdaros istorija. Šviesiai mėlynos zonos – rezultatų patikimumo intervalai. Tikroji tirtos galaktikos žvaigždžių populiacijų pradinė masė $M_{\text{Original}} = 3 \times 10^5 M_{\odot}$. Atkurta pradinė žvaigždžių masė – $M_{\text{Derived}} = (3 \pm 2) \times 10^5 M_{\odot}$.

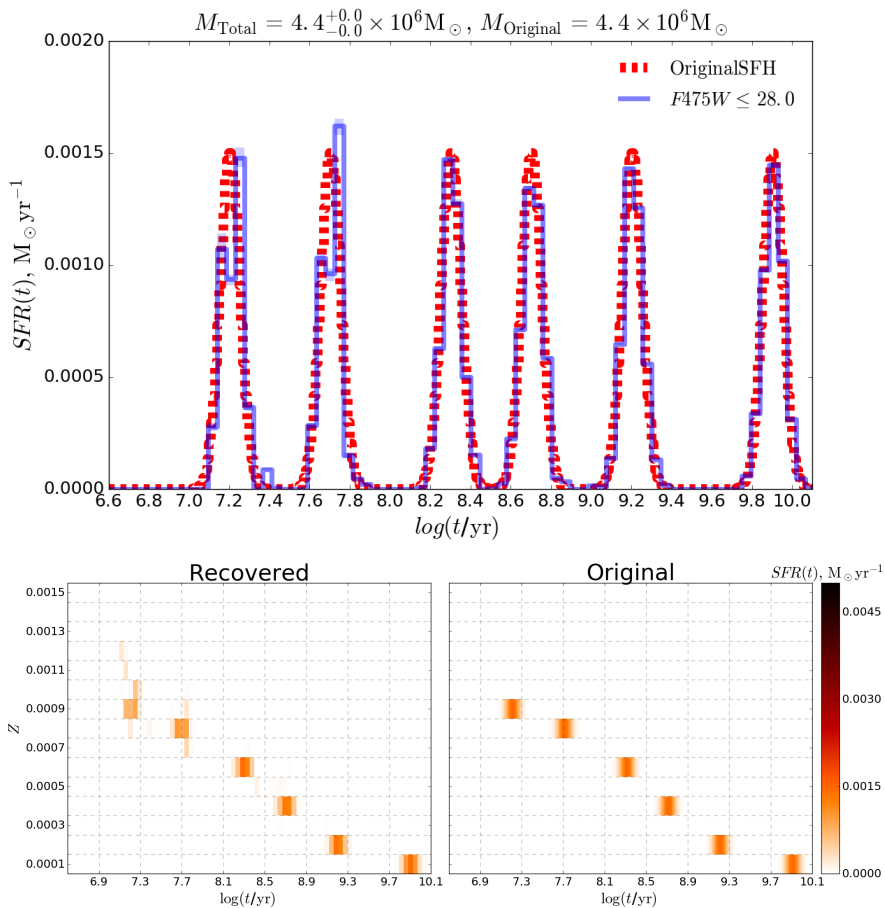
Metodo patikimumas, HST ACS duomenų taikymui, irgi buvo patikrintas pritaikius jį dirbtinai sugeneruotai galaktikai su šešiomis įvairių amžių, masių bei metalingumų žvaigždžių populiacijomis (žr. 2.6 pav.). Dirbtinės galaktikos žvaigždžių populiacijos generuotos pagal 2.2 skyriuje aprašytą metodiką. HST duomenų kokybė leidžia išskirti visų amžių žvaigždes, todėl testams populiacijos buvo sugeneruotos su išplitusiais žvaigždėdaros maksimumais nuo jauniausių iki pačių seniausių amžių: maksimumų centrai ties $-\log(t) = 7.2, 7.7, 8.3, 8.7, 9.2, 9.9$ (žr. 2.7 pav.). Imituojant galaktikos cheminę evoliuciją, populiacijos generuotos su skirtingomis, laikui bėgant augančiomis, metalingumų vertėmis: $Z = 0.0001, 0.0002, 0.0004, 0.0006, 0.0008, 0.0009$ (nuo jauniausios iki seniausios, žr. 2.7 pav.).

Šio testo rezultatai rodo, jog sukurtas metodas pajėgus atkurti visą galaktikos gyvenimą apimančią integralinę žvaigždėdaros istoriją bei amžiaus-metalingumo sąryšį, naudojant HST ACS stebėjimų kokybės duomenis (žr. 2.6 ir 2.7 pav.). Metodas gana tiksliai atkūrė visų šešių žvaigždėdaros maksimumų padėtis bei jų išplitimus. Taip pat, su mažais nuokrypiais atkurta žvaigždžių metalingumo priklausomybė nuo jų amžiaus. Labai tiksliai atkurta pradinė žvaigždžių populiacijų masės vertė: užduota masė – $4.4 \times 10^6 M_{\odot}$, atkurta masė – $(4.4 \pm 0.1) \times 10^6 M_{\odot}$.

$$N_{\text{Total, Observed}} = 90260, N_{\text{Total, Recovered}} = 88529$$



2.8 pav.: Žvaigždėdaros istorijos nustatymo testo rezultatai su HST ACS stebėjimų kokybę atitinkančiomis dirbtinėmis žvaigždžių populiacijomis. Kairėje – šešių dirbtinių populiacijų, kurioms buvo nustatyta žvaigždėdaros istorija, žvaigždžių skaičiaus tankio pasiskirstymas CMD diagramoje (viso žvaigždžių – 90 260). Viduryje – atkurtas žvaigždžių skaičiaus tankio pasiskirstymas – atkurtos žvaigždėdaros istorijos dešimties realizacijų vidurkis (atkurtas žvaigždžių skaičius – 88 529). Dešinėje – skirtumai tarp tiriamų žvaigždžių pasiskirstymo ir atkurto. Langelių spalvos nurodo žvaigždžių skaičių pagal žemiau pateiktas spalvos skales. Skirtingų spalvų kreivėmis atvaizduotos izochronos žymintios šešių populiacijų žvaigždėdaros maksimumus: geltona – $\log(t) = 7.2, Z = 0.0009$; žydra – $\log(t) = 7.7, Z = 0.0008$; raudona – $\log(t) = 8.3, Z = 0.0006$; violetinė – $\log(t) = 8.7, Z = 0.0004$; žalia – $\log(t) = 9.2, Z = 0.0002$; mėlyna – $\log(t) = 9.9, Z = 0.0001$.



2.9 pav.: Testo rezultatai su dirbtine galaktika, kurios žvaigždžių duomenys sugeneruoti imituojant HST ACS stebėjimų kokybę. Viršuje: atkurta žvaigždėdaros istorija pažymėta mėlyna linija. Raudona punktyrinė linija žymi tikrąją galaktikos žvaigždėdaros istoriją. Dirbtinės galaktikos žvaigždžių populiacijų pradinė masė – $4.4 \times 10^6 M_{\odot}$. Atkurta jos vertė – $(4.4 \pm 0.1) \times 10^6 M_{\odot}$. Apačioje kairėje: atkurtas galaktikos amžiaus-metalingumo sąryšis. Apačioje dešinėje: tikrasis galaktikos amžiaus-metalingumo sąryšis. Spalvomis, pagal nurodytą spalvų skalę, užkoduota žvaigždėdaros spartos vertė ties konkrečia amžiaus ir metalingumo verte.

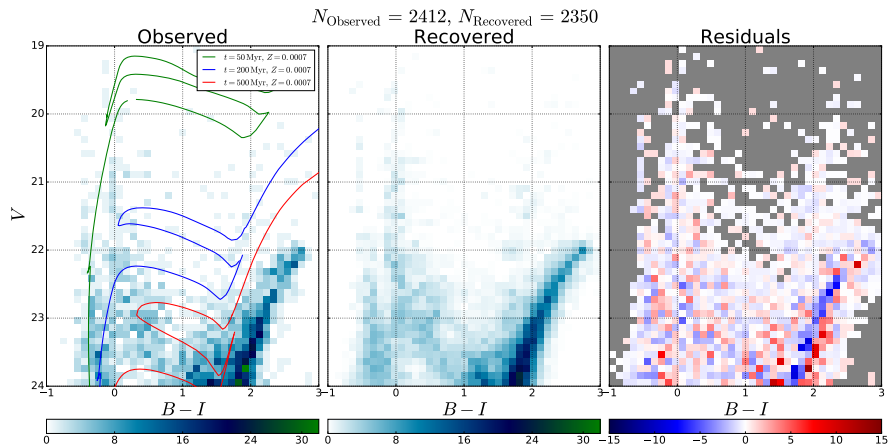
2.3.3. Leo A integralinės žvaigždėdaros istorijos tyrimo rezultatai

Pasitelkus 2.3.1 skyriuje aprašytą metodą, buvo nustatyta integralinė nykštukinės galaktikos Leo A žvaigždėdaros istorija bei amžiaus-metalingumo sąryšis.

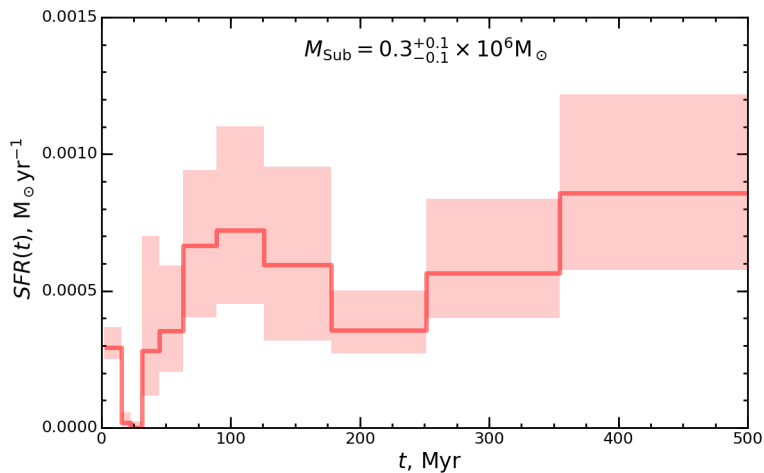
Naudojantis visą galaktiką aprėpiančiais Subaru teleskopo Suprime-Cam kameros stebėjimų duomenimis, buvo nustatyta pastarųjų 500 Myr žvaigždžių formavimosi istorija (2.10 ir 2.11 pav.). Nustatytoje žvaigždėdaros istorijoje, matomi trys žvaigždėdaros aktyvumo epizodai įvykę prieš ~ 10 , ~ 70 -170 ir ~ 400 -500 Myr. Šie rezultatai paremia pliūpsninės žvaigždėdaros scenarijų (Teyssier et al., 2013; Oñorbe et al., 2015). Pagal jį intensyvi žvaigždėdara nykštukinėse galaktikose sustabdo naujų žvaigždžių formavimąsi sušildydama bei išsklaidydama tarpžvaigždines dujas. Tokiu būdu naujos žvaigždės nebegali formuotis iki kol dujos vėl ataušta ir sutankėja. Taip po kiekvieno intensyvesnio žvaigždėdaros epizodo seka ramybės periodas, o po jo vėl kartojasi aktyvios žvaigždėdaros epizodas. Šis procesas kartojasi galaktikoje iki tol, kol nebelieka pakankamai dujų naujoms žvaigždėms susidaryti. Be to, žvaigždėdaros ir ramybės epizodų trukmės vis trumpėja galaktikos dujų rezervams mažėjant. Kuo mažesnis dujų kiekis galaktikoje, tuo lengviau jas paveikti ir tuo mažesnio kiekio naujai gimusių masyvių žvaigždžių grįžtamojo ryšio užtenka joms išstumti iš galaktikos. Panašius pliūpsninius žvaigždėdaros epizodus, tik senesnėms Leo A populiacijoms, nustatė ir Cole et al. (2007) bei Ruiz-Lara et al. (2018).

Taip pat, buvo atkurta Leo A žvaigždėdaros istorija per visą jos gyvavimo laikotarpį panaudojus geresnės kokybės, bet išorinių galaktikos zonų neapimančius, HST kosminio teleskopo ACS kameros stebėjimų duomenis (2.12 ir 2.13 pav.). Nustatyta per visą savo gyvenimą Leo A susikūrusių žvaigždžių masė $M_* = 3.3_{-1.3}^{+2.7} \times 10^6 M_\odot$ sutampa su kitų autorių įverčiais (Cole et al., 2007, 2014; Kirby et al., 2017). Pagal nustatytą žvaigždėdaros istoriją, Leo A didžiąją dalį ($\sim 80\%$) savo žvaigždžių suformavo tik per pastaruosius 6 Gyr. Nors iki tol žvaigždėdara vyko pastoviai, tačiau labai mažais tempais. Taip pat, rezultatai patvirtina senos >10 Gyr, bet nelabai masyvios, populiacijos egzistavimą, šitai papildydami ankstesnių autorių išvadas apie seniausios populiacijos egzistavimą (Dolphin et al., 2002; Cole et al., 2007; Ruiz-Lara et al., 2018).

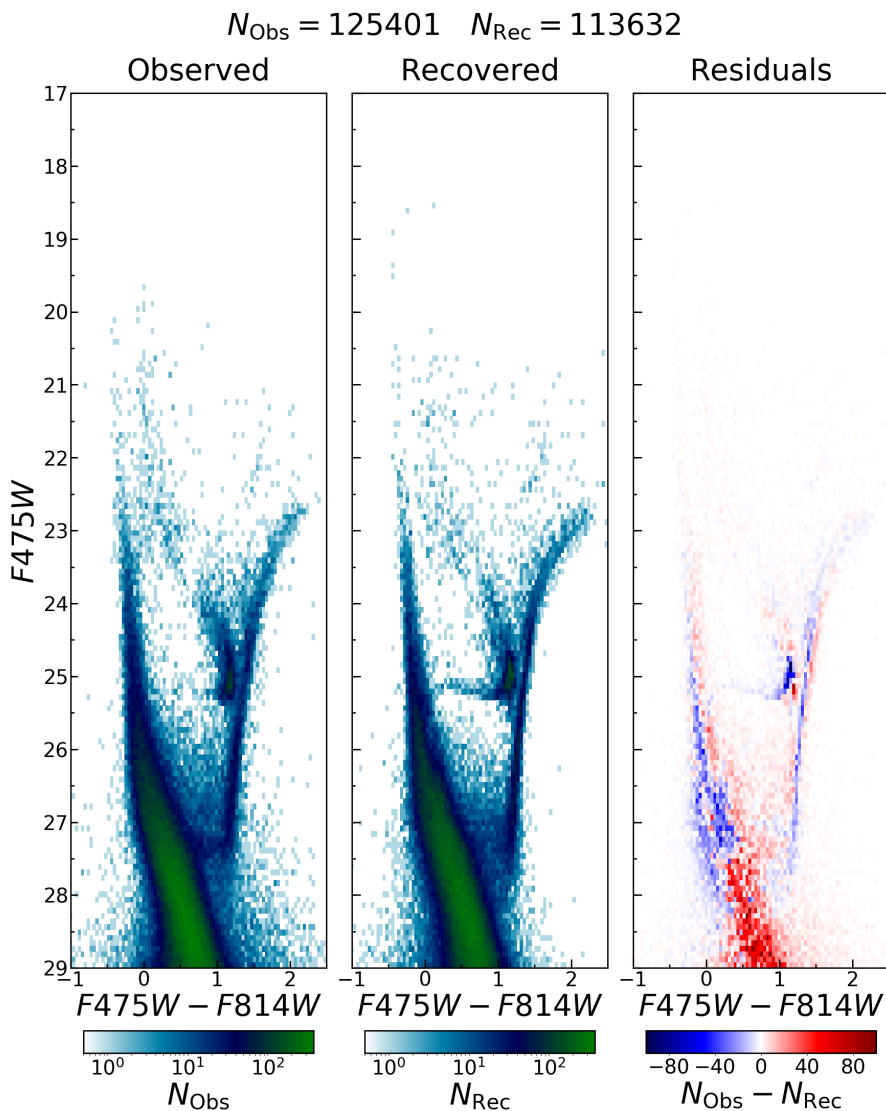
Tokia vėlyva žvaigždėdaros pradžia Leo A galaktikoje nepaaiškinama dujų trūkumu žvaigždėdarai maitinti, kadangi šioje galaktikoje iki šiol dar yra išlikęs didelis dujų rezervas nepaverstas į žvaigždes (Hunter et al., 2012). Be to, Leo A yra izoliuota galaktika, ir dėl to visas savo dujas ji galėjo sukaupti tik formavimosi pradžioje. Dėl šių priežasčių, tikėtinau, kad pradžioje tik maža dalis Leo A dujų galėjo sudalyvauti žvaigždžių formavime. Likusi dalis, tikriausiai, buvo įkaltinta UV foninės spinduliuotės arba supernovų sprogimų ir ilgą laiką išliko hale. Ir tik prieš 6 Gyr, po ilgo aušimo periodo, galiausiai



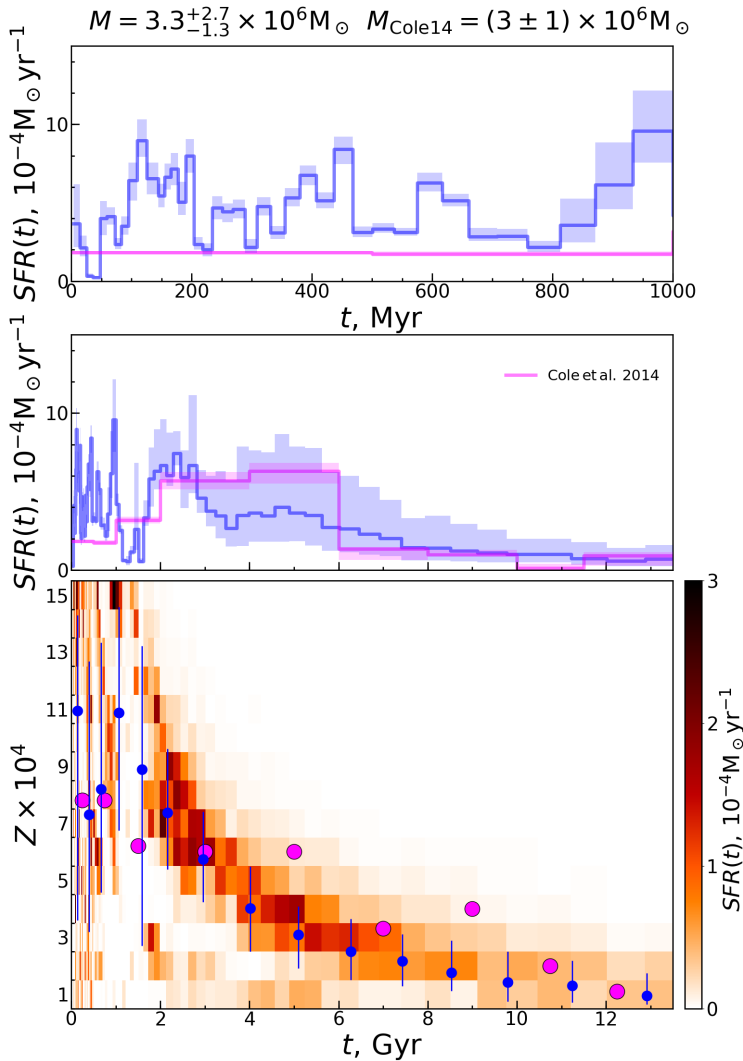
2.10 pav.: Leo A galaktikos žvaigždžių stebėjimų su Subaru teleskopu duomenys bei jų atkūrimas pagal nustatytą žvaigždėdaros istoriją. Kairėje – Leo A žvaigždžių skaičiaus tankio pasiskirstymas CMD diagramoje (viso tyrimui panaudotas žvaigždžių skaičius 2412). Viduryje – atkurtas žvaigždžių skaičiaus tankio pasiskirstymas – atkurtos žvaigždėdaros istorijos dešimties realizacijų vidurkis (atkurtas žvaigždžių skaičius – 2350). Dešinėje – skirtumai tarp Leo A žvaigždžių pasiskirstymo ir atkurto. Langelių spalvos nurodo žvaigždžių skaičių pagal žemiau pateiktas spalvos skales. Žalia, mėlyna ir raudona kreivėmis atvaizduotos trijų amžių izochronos: atitinkamai 50, 200 ir 500 Myr.



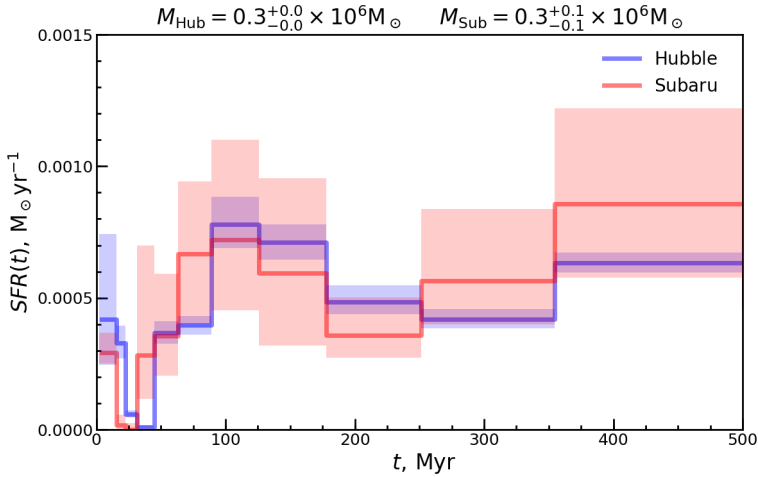
2.11 pav.: Atkurta Leo A žvaigždėdaros istorija per pastaruosius 500 Myr pasinaudojus Subaru teleskopo stebėjimais. Rausvos zonos žymi rezultatų neapibrėžtumų ribas. Nustatyta visa per pastaruosius 500 Myr susidariusi žvaigždinė masė – $3^{+0.2}_{-0.1} \times 10^5 M_{\odot}$. Matomi trys žvaigždėdaros aktyvumo epizodai su maksimumais ties 10, 100 ir 400 Myr populiacijų amžiais.



2.12 pav.: Leo A galaktikos žvaigždžių stebėjimų su HST ACS duomenys bei jų atkūrimas pagal nustatytą žvaigždėdaros istoriją. Kairėje – Leo A žvaigždžių skaičiaus tankio pasiskirstymas CMD diagramoje (viso tyrimui panaudotas žvaigždžių skaičius 125 401). Viduryje – atkurtas žvaigždžių skaičiaus tankio pasiskirstymas – atkurtos žvaigždėdaros istorijos dešimties realizacijų vidurkis (atkurtas žvaigždžių skaičius – 113 632). Dešinėje – skirtumai tarp Leo A žvaigždžių pasiskirstymo ir atkurto. Langelių spalvos nurodo žvaigždžių skaičių pagal žemiau pateiktas spalvos skales.



2.13 pav.: Atkurta Leo A žvaigždėdaros istorija bei amžiaus-metalingumo sąryšis pasinaudojus HST ACS stebėjimų duomenimis. Viršuje – atkurta žvaigždėdaros istorija per pastarąjį 1 Gyr (mėlyna kreivė). Viduryje – per visą galaktikos gyvavimo laikotarpį. Purpurinė kreivė žymi Cole et al. (2014) gautą Leo A žvaigždėdaros istoriją. Apačioje – atkurtas amžiaus metalingumo sąryšis. Spalvomis užkoduota, pagal nurodytą skalę, žvaigždėdaros spartos vertė ties konkrečiu amžiumi ir metalingumu. Mėlyni taškai nurodo pagal žvaigždžių masę pasvertą metalingumo vidurkį ties atitinkamais amžių intervalais. Purpuriniai taškai nurodo Cole et al. (2014) gautą amžiaus-metalingumo sąryšį Leo A galaktikoje.



2.14 pav.: Palyginimas atkurtų Leo A žvaigždėdaros istoriją per pastaruosius 500 Myr pasinaudojus skirtingais stebėjimais: Subaru teleskopo (raudona kreivė) bei Hubble teleskopo (mėlyna kreivė). Visi žymėjimai tokie patys kaip ir 2.11 pav. Rezultatų palyginimui žvaigždėdaros istorija, nustatyta su Hubble duomenimis, suintegruota tokiu pat logaritminiu žingsniu, kaip ir Subaru atveju. Matyti, kad rezultatai gauti pasinaudojus skirtingų teleskopų duomenis gana gerai sutampa tarpusavyje.

pakankamai atvėsio ir pradėjo nusėsti centrinėse dalyse, kur pagaliau galėjo įsižiebtį aktyvi žvaigždėdara.

Tarpusavyje palygintos žvaigždėdaros istorijos per paskutinius 500 Myr gautos naudojantis Subaru ir HST teleskopų stebėjimais (žiūrėti 2.14 pav.). Palyginimo tikslais rezultatai gauti su HST duomenimis suintegruoti tokiu pat logaritminiu žingsniu, kaip ir Subaru atveju. Matyti, kad abiem atvejais gautos žvaigždėdaros istorijos gerai atitinka viena kitą, nepaisant to, jog rezultatai gauti naudojantis labai skirtingų teleskopų stebėjimais. Toks atitikimas tik patvirtina nustatytos žvaigždėdaros istorijos patikimumą.

Gauta žvaigždėdaros istorija sudaryta iš daug įvairios trukmės intensyvios žvaigždėdaros epizodų, po kurių visuomet seka ramesnis periodas. Šis rezultatas praplečia prieš tai iš Subaru duomenų analizės gautas išvadas, jog žvaigždėdara vyksta epizodiškai. Be to, šie rezultatai patvirtina ir Cole et al. (2007) bei Ruiz-Lara et al. (2018) nustatytus pliūpsninius žvaigždėdaros epizodus prieš 2 ir 5 Gyr. Tokia pliūpsninė žvaigždėdara turėtų būti būdinga visoms nykštukinėms netaisyklingoms galaktikoms, ką patvirtina ir galaktų modeliai. Pagal šiuo metu vyraujančią Λ CDM teoriją modeliuojamos nykštukinės galaktikos turi didelius tamsiosios materijos sutankėjimus galaktikų centruose, jeigu nepakankamai atsizvelgiama į grįžtamuosius barioninės materijos procesus. Tuo tarpu, dauguma mažos masės galaktikų dujų greičių dispersijos stebėjimų ne-

rodo tokių sutankėjimų tamsiosios materijos tankio profiliuose. Vienas iš šio neatitikimo sprendimų yra pliūpsninės žvaigždėdaros epizodų panaudojimas modeliuojant tokias galaktikas (Teyssier et al., 2013; Oñorbe et al., 2015). Mažose galaktikose modeliuojant žvaigždėdarą pliūpsniškais epizodais, žvaigždžių grįžtamasis ryšys pastoviai išstumia dujas iš galaktikos centro, o jos savo ruožtu, gravitacinės sąveikos dėka, išsineša dalį tamsiosios materijos ir stabdo jos kaupimąsi galaktikos centre. Tokiu būdu atkuriami tamsiosios materijos tankio profiliai daug geriau atitinka realių galaktikų stebėjimus.

Aukšta HST ACS matavimų skiriamoji geba bei mažos paklaidos leido nustatyti ir detalių Leo A amžiaus-metalingumo sąryšį parodytą 2.13 pav, nenaudojant jokių išankstinių galaktikos cheminės evoliucijos apribojimų. Gautas žvaigždėdaros istorijos pasiskirstymas nuo žvaigždžių populiacijų amžiaus bei metalingumų atitinka ankstesnių autorių rezultatus (Cole et al., 2007; Ruiz-Lara et al., 2018; Cole et al., 2014) bei atskleidžia anksčiau neišskirtų papildomų detalių. Vidutinis galaktikos žvaigždžių metalingumas pradžioje buvo itin žemas ($Z \leq 0.0001$), bet augo su kiekvienu žvaigždėdaros epizodu. Nepaisant to, dėl mažo bendro žvaigždėdaros kiekio, žvaigždžių metalingumas išaugo nežymiai. Gautas jauniausių žvaigždžių vidutinis metalingumas tesiekia tik $Z = 0.0011$ ir atitinka galaktikos dujų cheminės sudėties matavimus (van Zee et al., 2006; Ruiz-Escobedo et al., 2018). Vis dėlto, nustatytos kelios žvaigždžių populiacijos (amžiai $t < 800$ Myr bei $1.8 < t < 5$ Gyr) su mažesnėmis metalingumo vertėmis nei turi dauguma kitų tuo metu susiformavusių populiacijų. Kirby et al. (2017) išmatavo keliasdešimties Leo A žvaigždžių metalingumus ir kai kurioms žvaigždėms nustatė panašius rezultatus. Be to, jų atlikta statistinė žvaigždžių metalingumų pasiskirstymo analizė parodė, jog žvaigždžių formavimo epizodų metu ($t < 6$ Gyr) į Leo A turėjo papildomai kristi nepraturtintų dujų iš tarpgalaktinės erdvės. Surastos mažesnio metalingumo populiacijos patvirtina šį spėjimą. Šių populiacijų atsiradimas būtent prieš 5-6 Gyr tuo pačiu ir patvirtina hipotezę, jog intensyvi žvaigždėdara Leo A prasidėjo tik prieš 6 Gyr, kai pagaliau karštos halo dujos atvėso ir sukrito į galaktiką. Be to, iš šių santykinai mažo metalingumo populiacijų nenutrūkstamo kūrimosi visus pastaruosius 6 Gyr galima daryti išvadą, jog dujų atšalimo ir kritimo iš galaktikos halo procesas vis dar tęsiasi iki šių dienų.

2.4. Dvimatė Leo A žvaigždėdaros istorija

2.4.1. Dvimatės žvaigždėdaros istorijos nustatymo metodas

Vienas svarbiausių galaktikos morfologiją formuojančių veiksnių yra žvaigždėdara. Susikūrusių naujų žvaigždžių grįžtamasis ryšys (pvz. žvaigždžių vėjai, jonizuojanti spinduliuotė, supernovų sproginiai bei spinduliuotės slėgis) smarkiai paveikia aplinkinę tarpžvaigždinę terpę. Supernovų sproginiai arba masyvių žvaigždžių grupė gali išpūsti aplinkui esančias dujas, sukurti milžiniškas mažo tankio tarpžvaigždinės terpės ertmes bei sutankėjimų apvalkalus (Weisz et al., 2009; Bastian et al., 2011; Cannon et al., 2011; Pokhrel et al., 2020). Sekanti žvaigždžių karta jau formuojasi smarkiai pasikeitusioje tarpžvaigždinėje terpėje ir vėl savo ruožtu paveikia dujas, iš kurių formuosis dar sekanti karta. Tokiu būdu žvaigždėdaros pasiskirstymas galaktikoje nuolatos kinta. Tačiau kiekvienas toks žvaigždėdaros epizodas palieka pėdsakus, kurių taip lengvai neištaršo sekantys žvaigždėdaros plūpsniai ir kurie gali atskleisti praėjusios žvaigždėdaros morfologijos kitimus, – suformuotas žvaigždes. Žvaigždžių struktūros nykštukinėse galaktikose gali išsilaikyti nesusimaišiusios daugiau nei kelis šimtus milijonų metų (Bastian et al., 2011). Todėl jaunų žvaigždžių tyrimai gali atskleisti galaktikos žvaigždėdaros morfologijos istoriją per pastaruosius kelis šimtus milijonų metų.

Dvimatei galaktikų žvaigždėdaros istorijai nustatyti buvo sukurtas naujas metodas pasiremiantis tikimybinio žvaigždžių parametrų nustatymu. Kiekvienos tiriamos žvaigždės matavimai lyginami su teorinių žvaigždžių evoliucijos modelių banku (izochronų banku) ir nustatomas tikimybinis skirstinys žvaigždei turėti konkrečius parametrus – amžių, metalingumą, masę ir kt. Pasi-naudojus šiais žvaigždžių parametrų tikimybiniais skirstiniais bei atsižvelgus į kiekvienos žvaigždės poziciją galaktikoje, gaunami skirtingų amžių žvaigždžių populiacijų pasiskirstymai galaktikoje. Atsižvelgus į matavimų pilnumų įtaką kiekvienai žvaigždžių populiacijai bei iš žvaigždžių evoliucijos modelių suskaičiavus, vidutinį žvaigždžių dalį populiacijoje, kuri yra jau užgesusi, atkuriamas kiekvienos populiacijos visa pradinė masė. Šitaip atkuriamas pradinės žvaigždžių masės pasiskirstymas laike ir erdvėje – dvimatė galaktikos žvaigždėdaros istorija.

Žvaigždžių tikimybės turėti konkrečius parametrus skaičiuojamos lyginant žvaigždės ryškių matavimus su kiekvienu atitinkamų parametrų izochronos tašku. Laikant, kad ryškių matavimų paklaidos seka normalųjį skirstinį, tiriamos žvaigždės tikimybė, turėti parametrus (A_V, Z, t, m_i) , lygi:

$$P(A_V, Z, t, m_i) = C(x, y, \mathbf{I}_i) \frac{\exp(-\frac{1}{2}(\mathbf{F} - \mathbf{I}_i)^T \boldsymbol{\Sigma}^{-1}(\mathbf{F} - \mathbf{I}_i))}{\sqrt{(2\pi)^k \det \boldsymbol{\Sigma}}} \int_{(m_i + m_{i-1})/2}^{(m_{i+1} + m_i)/2} \text{IMF}(m) dm, \quad (2.6)$$

kur A_V – diferencialinės ekstinkcijos vertė; Z – metalingumas; t – amžius; \mathbf{I}_i – amžiaus t bei metalingumo Z izochronos i -ojo taško ryškių vektorius paraudonintas A_V ekstinkcija; m_i – šios izochronos i -ojo taško žvaigždės pradinės masės vertė; $C(x, y, \mathbf{I}_i)$ – matavimų pilnumo funkcijos vertė gauta pagal i -ojo izochronos taško ryškių vektoriaus \mathbf{I}_i vertes bei tiriamos žvaigždės padėtį (x, y) stebėjimų lauke; \mathbf{F} – tiriamos žvaigždės ryškių vektorius $\mathbf{F} = \{F_1, F_2, \dots, F_k\}$; k – \mathbf{F} vektoriaus ilgis, t.y. tyrimui naudojamų skirtingų fotometrinių juostų skaičius; F_k – žvaigždės ryškis k fotometriniėje juostoje; Σ – tiriamos žvaigždės ryškių matavimo paklaidų kovariacijos matrica; $\text{IMF}(m)$ – pradinė masės funkcija.

Skaičiuojant šią tikimybę atsižvelgiama į matavimų pilnumo funkcijos vertę $C(x, y, \mathbf{I}_i)$ ties lyginamos izochronos tašku bei tiriamos žvaigždės padėtimi stebėjimų lauke. Be to, skirtingose evoliucinėse stadijose žvaigždės praleidžia skirtingą laiko tarpą. Priklausomai nuo šios trukmės, tikimybė surasti žvaigždę konkrečioje evoliucinėje stadijoje skiriasi. Į tai atsižvelgiama padauginus tikimybę iš IMF integralo vertės, kur IMF suintegruojama izochronos tašką atitinkančiame pradinė masių intervale – $(m_i + m_{i-1})/2 - (m_{i+1} + m_i)/2$. Kuo trumpesnė evoliucinė stadija, tuo siauresnį pradinė masių intervalą apima šią stadiją atitinkanti izochronos dalis.

Anksčiau gauta tikimybė suskaičiuojama visiems izochronos taškams ir susumuojama – taip gaunant bendrą tikimybę, jog žvaigždė turi (A_V, Z, t) parametrus:

$$P(A_V, Z, t) = \sum_i P(A_V, Z, t, m_i). \quad (2.7)$$

Šį procesą pakartojus visoms parametų kombinacijoms, gaunamas žvaigždės parametų tikimybinius skirstinys. Taip pat, kiekvienai žvaigždei parenkama tikėtiniausia pradinė masė konkrečiai parametų (A_V, Z, t) kombinacijai, pagal didžiausią tikimybę $P(A_V, Z, t, m_i)$ turintį atitinkamos izochronos tašką.

Norint gauti žvaigždžių populiacijų pradines mases įskaičiuojami matavimų pilnumo efektas bei užgesusių žvaigždžių dalis. Kiekvienos tiriamos žvaigždės padėčiai erdvėje (pilnumo funkcija priklauso nuo padėties stebėjimų lauke) ir kiekvienam galimam žvaigždės parametų rinkiniui (A_V, Z, t) suskaičiuojama, kokia masės dalis tokių parametų populiacijos žvaigždžių turėtų būti išmatuota bei dar šviečianti:

$$R(x, y, A_V, Z, t) = \sum_i C(x, y, \mathbf{I}_i) \int_{(m_i+m_{i-1})/2}^{(m_{i+1}+m_i)/2} m \text{IMF}(m) dm, \quad (2.8)$$

čia žymėjimai tokie patys kaip ir 2.6 lygtyje. Padalinus nustatytas pradines žvaigždžių mases iš atitinkamo dydžio $R(x, y, A_V, Z, t)$, gaunami žvaigždžių populiacijų pradinė masių skirstiniai stebėjimų lauke bei parametų erdvėje.

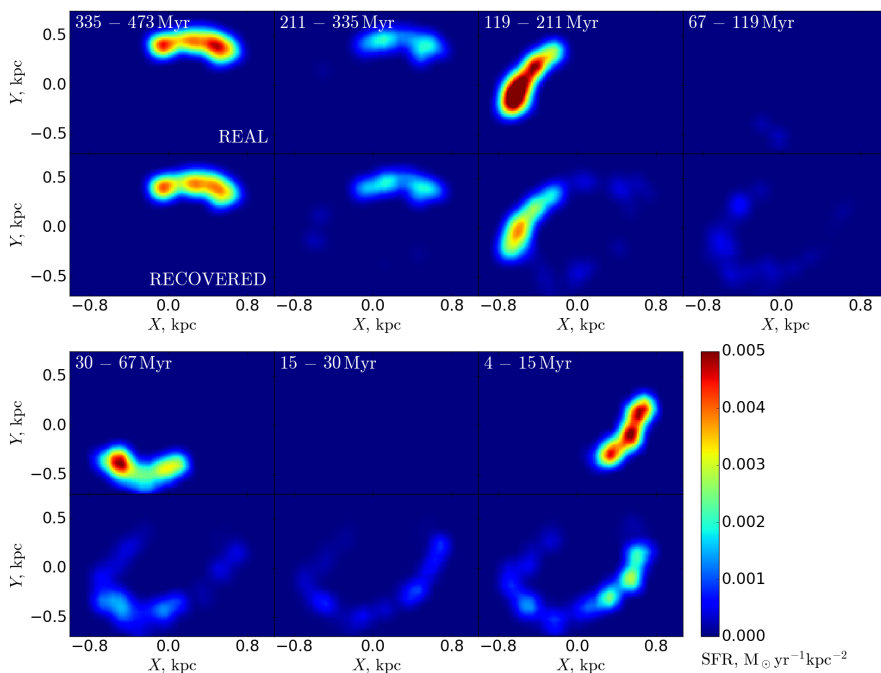
Paskirsčius kiekvienos žvaigždės atitinkamą populiacijos pradinės masės dalį per parametų erdvę pagal jos tikimybinį skirstinį, gaunamas galutinis žvaigždžių populiacijų pradinių masių pasiskirstymas parametų erdvėje (tuo pačiu ir laike) bei galaktikos diske – dvimatė žvaigždėdaros istorija.

2.4.2. Dvimatės žvaigždėdaros istorijos nustatymo testai

Pasitelkus dirbtines žvaigždžių populiacijas, patikrintos dvimatės žvaigždėdaros istorijos nustatymo metodo taikymo ribos bei patikimumas (2.15 pav.). Naudojantis anksčiau aprašytu metodu, atkurtas dirbtinės galaktikos žvaigždėdaros morfologijos kitimas per pastaruosius 500 Myr.

Dirbtinės galaktikos žvaigždžių duomenys sugeneruoti pagal 2.2 skyriuje aprašytą metodiką, imituojant Subaru teleskopo Suprime-Cam kameros Leo A galaktikos stebėjimų kokybę. Žvaigždžių populiacijos sugeneruotos pagal tokią pačią žvaigždėdaros istoriją, kokia buvo naudojama 2.3.2 skyriuje Subaru duomenų tyrimų testams (2.6 ir 2.7 pav.) – keturios skirtingų amžių bei masių populiacijos. Dirbtinės žvaigždės patalpintos Leo A galaktikos disko parametrus atitinkančiame elipsiniame žiede: didžiojo pusašio ribos $2'.5 < a < 3'.5$, pusašių santykis $b/a = 0.6$, pozicinis kampas $PA = 114^\circ$ (Vansevičius et al., 2004). Kiekvienos iš keturių populiacijų žvaigždės atsitiktinai ir tolygiai pasiskirstytos po keturis vienodo ploto žiedo segmentus, kaip parodyta 2.15 pav.

Atkurta dirbtinės galaktikos dvimatė žvaigždėdaros istorija parodyta 2.15 pav. Atkurtos ir užduotos žvaigždėdarų istorijų pasiskirstymai suglotninti naudojantis $0'.4 \times 0'.4$ dydžio langu (Leo A atstumu $(m - M)_0 = 24.58$ atitinka $90 \times 90 pc^2$), jį stumdant $0'.02$ dydžio žingsneliu. Atkurtos visų keturių populiacijų morfologijos. Dviejų senesnių populiacijų pasiskirstymai atkurti su gana dideliu tikslumu. Tačiau dviejų jaunesnių populiacijų skirstiniai atkurti prasčiau. Jų forma išskirta, tačiau gautos absoliutinės žvaigždėdaros spartos tankio vertės dvigubai mažesnės. Dėl daug mažesnės šių dviejų populiacijų masės, jų atkuriamai žvaigždėdarai daug didesnę įtaką turi mažo žvaigždžių skaičiaus stochastika.



2.15 pav.: Dvimatės žvaigždėdaros istorijos nustatymo testo rezultatai. Viršutinės eilutės (su nurodytais amžių intervalais) – sugeneruota dirbtinės galaktikos dvimatė žvaigždėdaros istorija. Apatinės eilutės – atkurta dvimatė žvaigždėdaros istorija. Žvaigždžių formavimo spartos paviršinis tankis užkoduotas pagal nurodytą spalvų skalę. Dirbtinės galaktikos keturios populiacijos sugeneruotos keturiuose vienodo ploto elipsinio žiedo segmentuose. Elipsinio žiedo parametrai atitinka Leo A galaktikos disko išorinę sritį: didžiojo pusašio ribos $2'.5 < a < 3'.5$, pusašių santykis $b/a = 0.6$, pozicinis kampas $PA = 114^\circ$ (Vansevičius et al., 2004).

2.4.3. Leo A dvimatės žvaigždėdaros istorijos tyrimo rezultatai

Laikui bėgant žvaigždės dėl chaotinių gravitacinių sąveikų išsisklaido po visą galaktiką, tačiau tai užtrunka. Būtent mažos masės nykštukinėse galaktikose, tokiose kaip Leo A, šis procesas užtrunka kelis šimtus milijonų metų ar net ilgiau (Bastian et al., 2011). Dėl šios priežasties Leo A galaktikoje žvaigždėdaros morfologijos kitimą galima atsekti iki kelių šimtų Myr atgal, tiriant esamas žvaigždžių populiacijas.

Pasitelkus 2.4.2 skyriuje aprašytą metodą, buvo atkurta nykštukinės galaktikos Leo A dvimatė žvaigždėdaros istorija per pastaruosius 500 Myr (2.16 pav.). Rezultatai gauti panaudojus du duomenų rinkinius: aukštesnės kokybės HST ACS stebėjimų duomenis apribotus $F475W < 25$, bet kurie nepima visos per tirtą laikotarpį žvaigždės formavusios srities; bei visą galaktikos diską apimančius, bet prastesnės kokybės, Subaru Suprime-Cam stebėjimų duomenis apribotus $V < 24$. Nepaisant skirtingos naudotų duomenų kokybės, abejais atvejais atkurtas beveik vienodas žvaigždėdaros morfologijos kitimas.

Gauti rezultatai rodo, jog žvaigždėdaros regionas Leo A galaktikoje per pastaruosius 500 Myr traukėsi į centrinę sritį (2.16 pav.). Tai patvirtina šiuo metu vyraujančią nuomonę, jog nykštukinėms galaktikoms būdingas besitraukiančios žvaigždėdaros (angl. outside-in) scenarijus (Bernard et al., 2007; Zhang et al., 2012; Hidalgo et al., 2013; Benítez-Llambay et al., 2016). Pagal jį, žvaigždės formuojantis regionas nykštukinėse galaktikose laikui bėgant traukiasi. Susiformavus naujoms žvaigždėms, stiprus jų grįžtamasis ryšys (pvz. supernovų sprogamai, žvaigždžių vėjas, jonizuojančioji spinduliuotė) išsklaido dujas į aplinkines sritis. Tačiau dėl mažos galaktikos masės, didelė dalis pakraščiuose buvusių dujų išsiviečia į halą ar net visai pabėga iš galaktikos ir nebesugrįžta į žvaigždės formuojančią sritį. Tokiu būdu traukiasi galaktikos sritis su žvaigždėdarai pakankamu dujų tankiu ir tuo pačiu žvaigždės formuojanti sritis. Tokį scenarijų patvirtina ir pastarųjų 200 Myr žvaigždėdaros išsidėstymas palei tankiausią arkos formos dujų sritį šalia centro (dujų tankio pasiskirstymas parodytas baltais kontūrais 2.16 pav. pagal Hunter et al. (2012) matavimus). Prieš ~200 Myr žvaigždės formuojanti sritis, iš platesnio regiono aplink centrą, pradėjo pereiti į siauresnę arkos formos sritį, sekama likusių dujų tankio profilį. Greičiausiai, aktyvi žvaigždėdara centre praretino dujas šiek tiek mažiau tankioje pietinėje srityje, taip šioje srityje sustabdant tolimesnį žvaigždžių formavimą. Nepaisant to, tiriant dvimačius skirstinius derėtų nepamiršti, kad Leo A galaktika yra trimatė struktūra ir jos diskas greičiausiai yra labai storas ar net labiau primenantis sferą, nei diską (Kirby et al., 2017). Todėl, detalesniems galaktikos evoliucijos tyrimams reikėtų papildomų stebėjimų duomenų apie trimatį dujų ir žvaigždžių išsidėstymą.

Atkurtoje Leo A dvimatėje žvaigždėdaros istorijoje matomos galimos užuominos, kaip vyksta žvaigždėdaros srities mažėjimas nykštukinėse galaktikose.

Dujų tankio žemėlapyje, atvaizduotame baltais kontūrais 2.16 pav., į pietvakarius nuo galaktikos centro yra matoma didelė retų vandenilio dujų sritis (toliau darbe bus vadinama HI “skylė”). Tokios HI dujų “skylės” yra gana dažnos žvaigždes formuojančiose nykštukinėse galaktikose (Warren et al., 2011; Pokhrel et al., 2020). Manoma, kad jas sukelia žvaigždėdaros grįžtamasis ryšys. Būtent šiuo Leo A atveju, pagal Leščinskaitė et al. (2022) bei Pokhrel et al. (2020) ši didelė HI “skylė” greičiausiai atsirado po II tipo supernovos sprogo prieš ne daugiau kaip 30 Myr. Šį spėjimą patvirtina ir šiame darbe atkurta dvimatė žvaigždėdaros istorija. Pagal ją, pastaruosius 100-200 Myr šioje zonoje žvaigždėdara beveik nevyko ir tik per pastaruosius 30 Myr matyti jos suaktyvėjimas. Greičiausiai, būtent per šį paskutinį žvaigždžių formavimo epizodą ir buvo suformuota viena ar kelios didelės masės žvaigždės, kurios vėliau sprogo II tipo supernovomis ir išskleidė aplinkines dujas. Deja, rezultatų laikinės skyros neužtenka nustatyti tikslesniam amžiaus įverčiui.

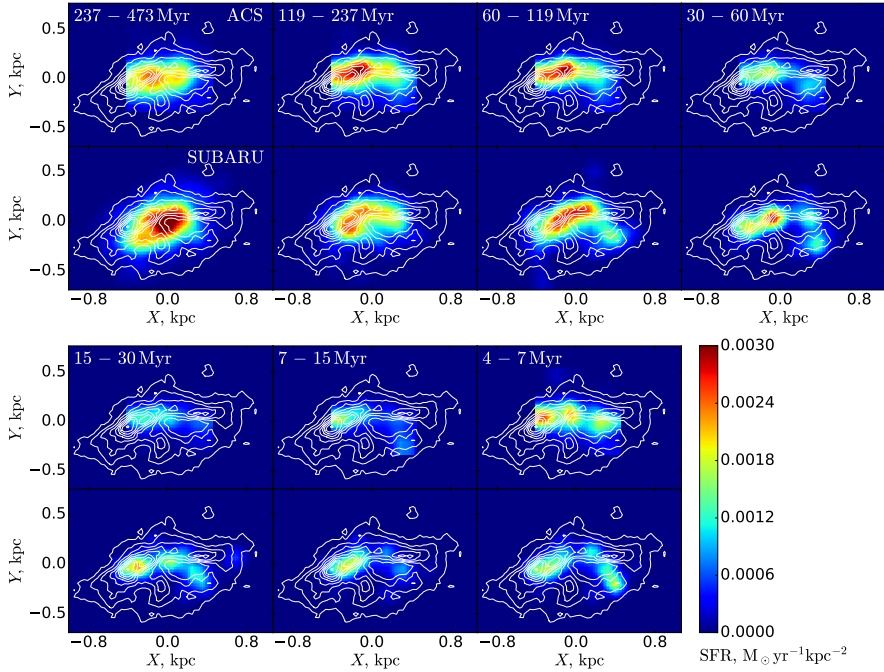
Pasinaudojus atkurta dvimate žvaigždėdaros istorija, buvo iširta ir žvaigždėdaros spartos paviršinio tankio priklausomybė nuo dujų paviršinio tankio Leo A galaktikoje (2.17 pav.). Gauta priklausomybė (krypties koeficientas 1.6 ± 0.2) atitinka kitų autorių rezultatus nykštukinėms galaktikoms bei mažo tankio išorinėms diskinių galaktikų sritims (Bigiel et al., 2008, 2010). Be to, gauti rezultatai praplečia šias priklausomybes į šiuo klausimu mažai tirtus mažiausius dujų metalingumus. Nors Leo A galaktikos metalingumas yra vienas iš mažiausių Vietinėje grupėje, tačiau nustatytoje žvaigždėdaros spartos paviršinio tankio priklausomybėje nuo dujų paviršinio tankio nematyti didelių skirtumų nuo kitų mažo tankio, bet didesnio metalingumo, galaktikų rezultatų, priešingai nei kai kurių autorių pateikti spėjimai (Krumholz et al., 2009b), jog ši priklausomybė turėtų smarkiai statėti krentant dujų metalingumui. Nepaisant to, Leo A gali būti tik išimtis taisyklei ir todėl, šiai hipotezei patikrinti reikia daugiau tokio mažo metalingumo sistemų tyrimų.

Nustatytame žvaigždėdaros spartos paviršinio tankio pasiskirstyme nuo dujų paviršinio tankio matyti keletas atsiskyrusių verčių – trys taškai ties $\log \Sigma_{\text{SFR}} = -3.1$, $\log \Sigma_{\text{HI}} = -0.2$ vertėmis (2.17 pav.). Šie taškai atitinka matomą HI “skylę” į pietvakarius nuo Leo A galaktikos centro (2.16 pav.). Greičiausiai, kai šioje srityje kažkada per pastaruosius 30 Myr gimė jaunų žvaigždžių populiacija, jos aplinkoje dujų tankis buvo bent viena eile didesnis iki kol žvaigždžių grįžtamasis ryšys neištūmė dujų. Vadovaujantis rezultatais iš kitų sričių, galima daryti išvadą, kad laikui bėgant dujos turėtų grįžti ir vėl užpildyti šią ertmę. Tokiu būdu trys anomalūs taškai nustatytame pasiskirstyme pasistumtų į dešinę ir grįžtų prie bendro skirstinio. Remiantis šiuo atveju, galima spėti, kad daugelis žvaigždėdaros zonų patyrė panašių dujų tankio fluktuacijų, tik gal mažesniais mastais. Šią hipotezę patvirtina ir Pokhrel et al. (2020) rastos dar trys HI “skylės” Leo A galaktikoje, nors jos ir yra žymiai mažesnės.

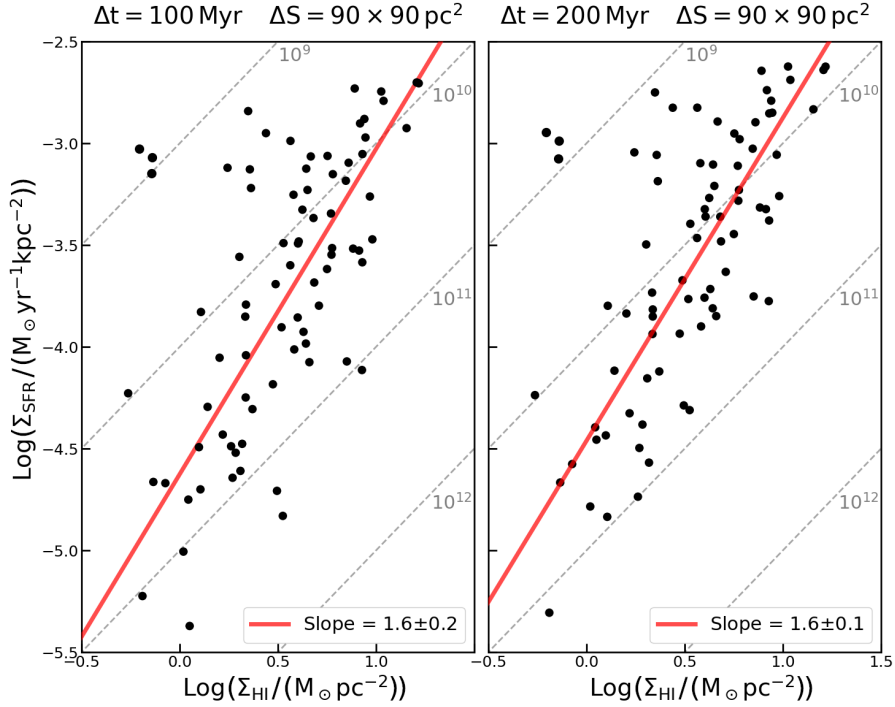
Nustatyta priklausomybė Leo A galaktikoje tarp žvaigždėdaros spartos paviršinio tankio ir dujų paviršinio tankio išlieka ir integruojant rezultatus skirtinguose masteliuose (2.18 pav.). Tai parodo, jog žvaigždėdaros procesai šiame mastelių intervale (nuo 50 iki 150 pc) seka tuos pačius dėsnius – t.y. tarpžvaigždinių dujų debesų kolapsas vyksta vienodai, nepriklausomai nuo jų dydžio (bent jau šiame dydžių intervale). Vienintelis matomas skirtumas viršutinėje kairėje diagramų dalyje yra sukeltas minėtos didelės “skylės” HI dujų pasiskirstyme. Mažesnio mastelio 50 pc skaičiavimuose šio darinio įtaka rezultatams yra labai išreikšta, tuo tarpu ties didesniais masteliais rezultatai beveik išsividurkina su aplinkinėmis didesnio tankio zonomis. Be to, mažesnio mastelio rezultatuose matomas neutralaus vandenilio HI dujų tankio įsisotinimo efektas ties $\sim 9 M_{\odot} \text{pc}^{-2}$ dujų tankio verte (Wong et al., 2013). Iš to galima spręsti, kad Leo A galaktikoje turėtų būti maža dalis iki šiol dar neužfiksuotų molekulinio vandenilio H_2 dujų tankiausiose dujų srityse, kur įvyko didžiausi žvaigždėdaros žybsniai.

Per pastaruosius 100 ir 200 Myr vykusios žvaigždėdaros spartos paviršinio tankio pasiskirstymai nuo dujų paviršinio tankio seka tą pačią priklausomybę. Tai patvirtina Bastian et al. (2011) rezultatus, jog žvaigždžių ir dujų struktūros nykštukinėse galaktikose kaip Leo A išlieka susietos bent 200 Myr.

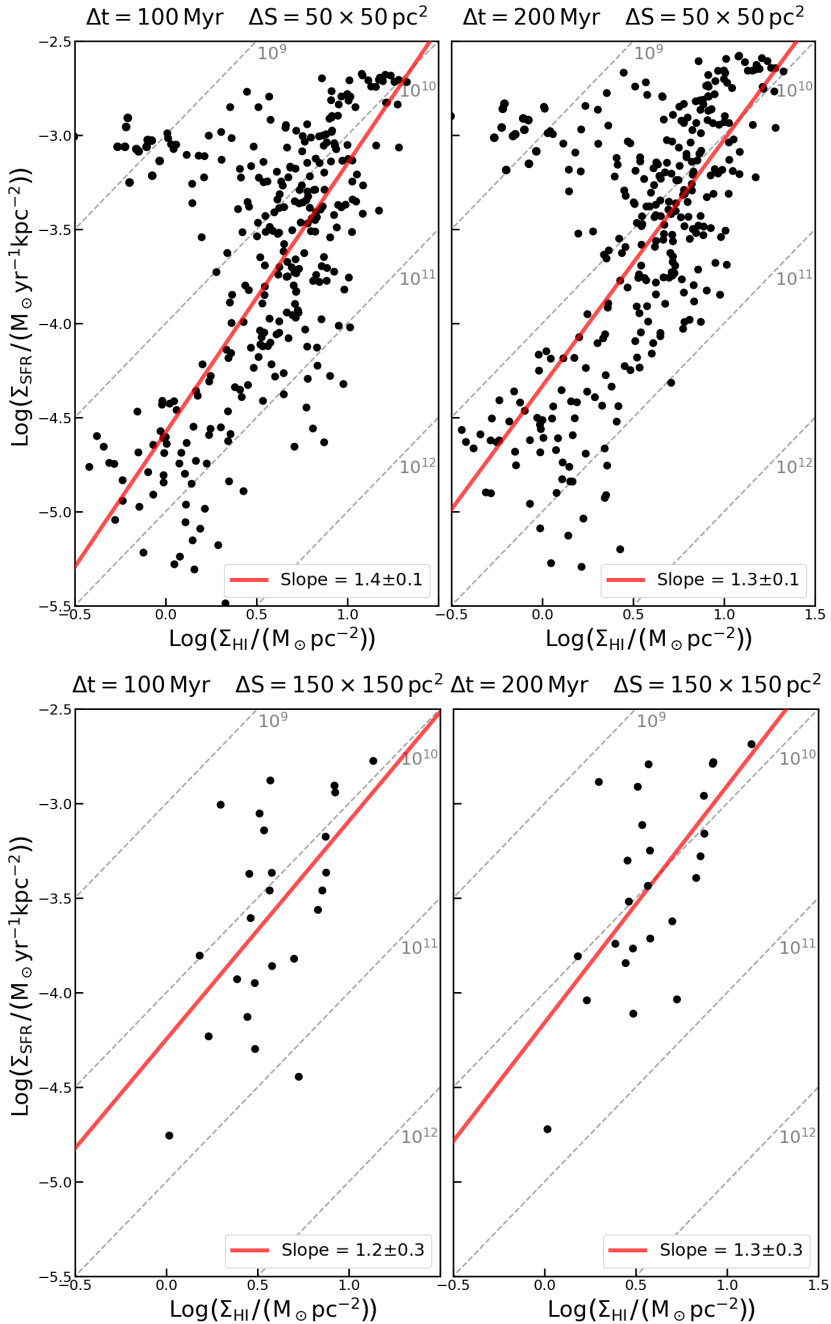
Galiausiai, nustatyti žvaigždėdaros efektyvumai (kokią dalį visų toje srityje esančių dujų žvaigždėdara paverstų žvaigždėmis per 100 Myr) Leo A galaktikoje per pastaruosius 100 Myr svyruoja nuo 0.1% iki 10%, ir vidutinė vertė kiek mažesnė nei 1%. Jei Leo A toliau nesustodama formuotų tokiu tempu žvaigždes, tai visą savo dujų rezervą išnaudotų tik per 10 Gyr. Gautos vertės atitinka kitų nykštukinių galaktikų žvaigždėdaros efektyvumus (Bigiel et al., 2008, 2010).



2.16 pav.: Atkurta Leo A galaktikos dvimatė žvaigždėdaros istorija per pastaruosius 500 Myr. Viršutinės eilutės (su nurodytais amžių intervalais) – atkurta žvaigždėdaros istorija naudojantis HST ACS stebėjimų duomenimis, kurie neapima šiuo metu žvaigždes formuojančios srities kraštų. Apatinės eilutės – atkurta žvaigždėdaros istorija per visą galaktikos diską, pasitelkus Subaru Suprime-Cam stebėjimų duomenis. Žvaigždžių formavimo spartos paviršinis tankis užkoduotas pagal nurodytą spalvų skalę. Balti kontūrai nurodo vieno do HI dujų tankio linijas (Hunter et al., 2012). Matyti, jog per pastaruosius 500 Myr žvaigždėdaros sritis traukėsi į centrinės galaktikos sritis – į lanko formos sritį, kur šiuo metu yra didžiausi HI dujų tankiai. Visose diagramose šiaurė yra viršuje, rytai – kairėje.



2.17 pav.: Gauta žvaigždėdaros spartos paviršinio tankio priklausomybė nuo dujų paviršinio tankio. Leo A galaktikoje nėra rasta molekulinio vandenilio pėdsakų, todėl laikoma, kad HI dujų tankis rodo visų dujų tankį. Kairėje rezultatai gauti iš atkurtos Leo A dvimatės žvaigždėdaros istorijos suintegravus SFR per pastaruosius 100 Myr. Dešinėje – per pastaruosius 200 Myr. Pilkos punktyrinės linijos nurodo vienodo žvaigždėdaros efektyvumo linijas, o skaičiai šalia – per kiek metų tokio efektyvumo žvaigždėdara išnaudotų visas dujas. Raudona linija – mažiausių kvadratų metodu priderinta tiesė (krypties koeficientas 1.6 ± 0.2) atmetus tris anomalius atsiskyrusius taškus viršuje kairėje. Rezultatai skaičiuoti su slenkančiu $0'.4 \times 0'.4$ (Leo A atstumu $(m - M)_0 = 24.58$ tai atitinka $90 \times 90 \text{ pc}^2$) dydžio langeliu. Trys atsiskyrę taškai viršuje kairėje atitinka didelę mažo tankio dujų sritį į pietvakarius nuo Leo A centro.



2.18 pav.: Gauta žvaigždėdaros spartos paviršinio tankio priklausomybės nuo dujų paviršinio tankio integruojant rezultatus skirtinguose masteliuose (viršuje $50 \times 50 \text{ pc}^2$, apačioje $150 \times 150 \text{ pc}^2$). Visi žymėjimai tokie patys kaip ir 2.17 pav. Matyti, kad ta pati priklausomybė išlieka skirtinguose galaktikos masteliuose.

3. ANDROMEDOS GALAKTIKOS ŽVAIGŽDŽIŲ SPIEČIAI

Norint suprasti pagrindinius dėsnius vadovaujančius galaktikų formavimuisi ir evoliucijai, būtina išsiaiškinti ne tik mažiausių nykštukinių, bet ir didžiųjų galaktikų formavimosi ypatumus. Dvi didžiausios Vietinės grupės galaktikos yra mūsų Paukščių Tako galaktika bei už 785 kpc ($m - M = 24.47$) esanti Andromedos (M31) galaktika (McConnachie et al., 2005). Atrodytų, lengviausia būtų tirti mūsų Galaktiką, kurioje esame, deja, buvimas jos viduje itin apsunkina viso galaktikos disko stebėjimus ir evoliucijos tyrimus – dujos ir dulksės užstoja didžiąją dalį disko. Todėl, netolima Andromedos galaktika, kurios diską galime stebėti iš išorės, yra daug geresnis tyrimų objektas didžiųjų galaktikų evoliucijos procesams tirti.

Andromedos galaktika yra Vietinės grupės diskinė galaktika su skerse centre. Tai į Paukščių Taką panaši šiek tiek masyvesnė galaktika (Peñarrubia et al., 2014; Kafle et al., 2018). Tačiau, nepaisant panašumų, Andromedos galaktikos evoliucijos istorija smarkiai skiriasi. Manoma, kad skirtingai nei mūsų Galaktika, Andromedos galaktika patyrė bent kelis stambius susijungimus su mažesnėmis galaktikomis per pastaruosius 4 Gyr (Williams et al., 2015; Hammer et al., 2018; Bhattacharya et al., 2019). Tai gali būti viena iš priežasčių, kodėl mūsų Galaktikoje nerandama masyvių vidutinio amžiaus žvaigždžių spiečių, skirtingai nei Andromedos galaktikoje (Vansevičius et al., 2009). Yra žinoma, kad galaktikų sąveikos gali sukelti didelio aktyvumo žvaigždėdaros žybsnius bei paskatinti didelių spiečių formavimąsi (Barton et al., 2000; Di Matteo et al., 2007). Todėl detalesni žvaigždžių spiečių tyrimai galėtų atskleisti tokių didelių kaip Andromedos ir Paukščių Tako galaktikų evoliucijos ypatumus.

Dauguma žvaigždžių gimsta būtent žvaigždžių spiečiuose. Nors laikui bėgant mažesnės masės spiečiai yra palaipsniui ardomi dviejų kūnų sąveikų, potvyninių jėgų bei kitų procesų, tačiau kamuoliniai spiečiai bei kiti masyvūs spiečiai išlieka ilgai ir leidžia atsekti buvusius žvaigždėdaros aktyvumo epizodus toli į praeitį.

3.1. Žvaigždžių matavimų duomenys bei spiečių imtis

Andromedos galaktikos žvaigždžių spiečių tyrimai buvo atlikti pasitelkus PHAT (angl. The Panchromatic Hubble Andromeda Treasury) apžvalgos duomenis gautus su HST teleskopu (Dalcanton et al., 2012; Williams et al., 2014). PHAT apžvalga apima didelę dalį Andromedos galaktikos disko – nuo tankaus centro iki retų išorinių šiaurės-rytų disko dalių. Tačiau, dėl itin didelės lauko žvaigždžių taršos centrinėje galaktikos dalyje, ši sritis buvo nepanaudota spiečių tyrime (3.1 pav.). Stebėjimai buvo atlikti su trimis HST kameromis naudojantis šešiomis fotometrinėmis juostomis, apimančiomis nuo UV srities iki artimo-

sios IR srities: *F275W* ir *F336W* stebėjimai atlikti su WFC3/UVIS kamera, *F475W* ir *F814W* – su ACS/WFC kamera, *F110W* ir *F160W* – su WFC3/IR kamera.

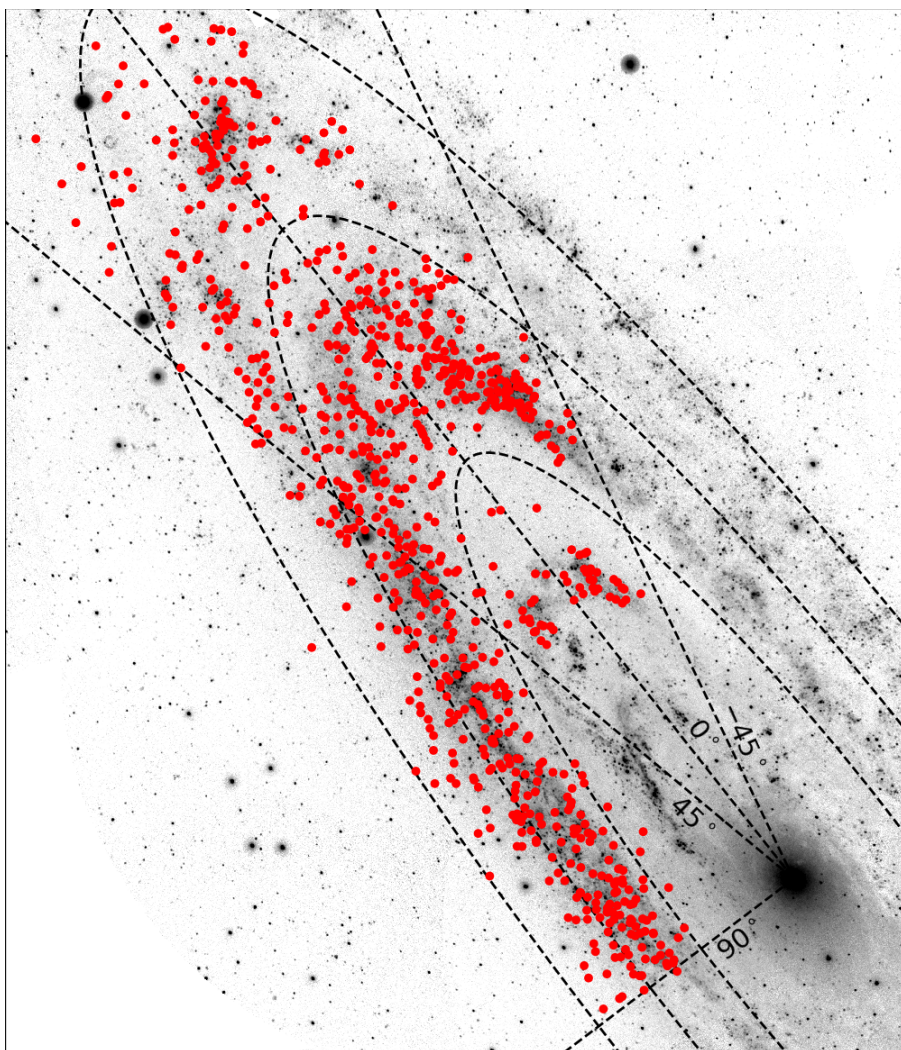
Šiame tyrime panaudoti žvaigždžių fotometriniai matavimai iš PHAT apžvalgos žvaigždžių fotometrinių katalogo Williams et al. (2023). Šiame kataloge pateikti 138 milijonų objektų fotometriniai matavimai visuose šešiuose PHAT apžvalgos filtruose. Tačiau, *F110W* ir *F160W* duomenys buvo panaudoti tik spiečių narių atrankai, bet ne spiečių parametrų nustatyme, dėl prastesnės jų kokybės bei mažo jautrumo skirtingiems spiečių parametrams. Nepaisant to, likusios keturios fotometrinės juostos apima pakankamai plačią žvaigždžių spektrų sritį patikimam spiečių parametrų nustatymui.

Šiame tyrime buvo analizuota 854 žvaigždžių spiečių imtis iš PHAT apžvalgos 2753 spiečių katalogo Johnson et al. (2015). Šiame kataloge esantys spiečiai buvo aptikti remiantis tūkstančių savanorių klasifikacijomis, kurie išskyrė spiečius nuo galaktikų ir kitų foninių objektų. Tačiau ne visų spiečių žvaigždžių fotometriniai matavimai leidžia patikimai nustatyti jų parametrus. Todėl buvo pasirinkta tik 1181 spiečių imtis, su kokybiškiausiais stebėjimais, atrinkta de Meulenaer et al. (2017), Naujalis et al. (2021) ir Kriščiūnas et al. (2023) darbuose, iš kurios dar buvo atmesti spiečiai senesni nei 1 Gyr, nes matavimų pilnumai neleidžia tokio amžiaus spiečiams patikimai nustatyti jų parametrus. Po šių atmetimų iš viso liko 854 žvaigždžių spiečiai.

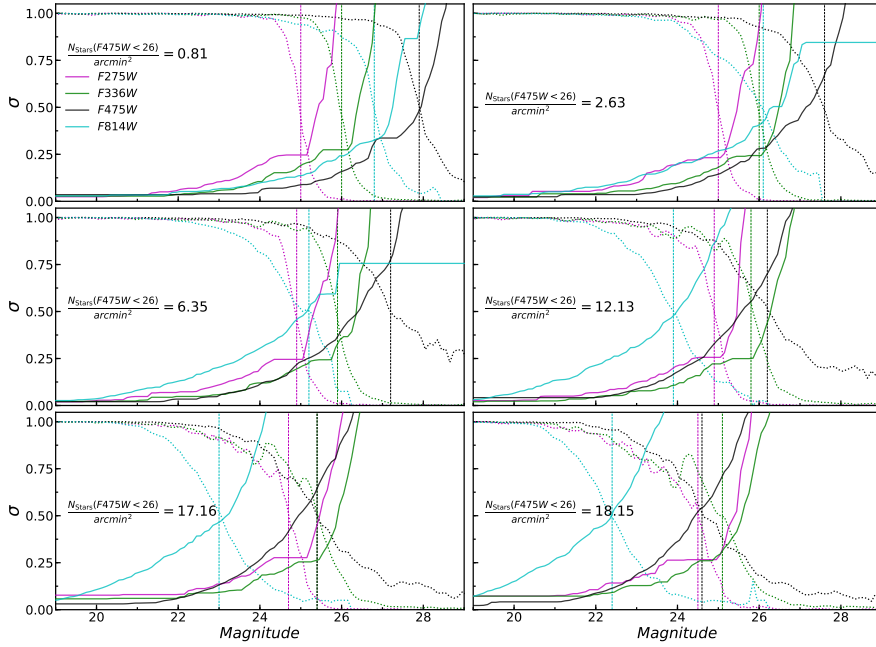
Žvaigždžių spiečių parametrai buvo nustatyti tiriant jų žvaigždes patenkančias į Naujalis et al. (2021) darbe nurodytas apertūras – apskritiminę sritį apimančią didžiąją dalį spiečiaus žvaigždžių. Kai kurių spiečių itin tankios centrinės dalys, su blogai išmatuotomis žvaigždėmis, buvo atmetos iš analizės zonų. Šie apertūrų pataisymai buvo atlikti peržiūrint kiekvieno spiečiaus CMD diagramas bei stebėjimų nuotraukas visose šešiose fotometrinėse juostose.

Įvertinti naudojamos fotometrijos kokybei buvo nustatytos fotometrinių paklaidų bei matavimų pilnumo funkcijų priklausomybės nuo žvaigždžių ryškių šešiose skirtingo tankio aplinkose (3.2 pav.). Šios priklausomybės suskaičiuotos iš PHAT fotometrijos AST testų rezultatų pateiktų Williams et al. (2023). Skirtingų aplinkų žvaigždžių tankiams įvertinti buvo pasitelkti matavimai *F475W* fotometrinėje juostoje, su kuria gaunama giliausia fotometrija. Objektų tankiai AST testų laukeliuose skaičiuoti kaip žvaigždžių su *F475W* < 26 skaičius kvadratinėje lanko sekundėje, $arcsec^2$. Analizuojant spiečius, kiekvieno iš jų žvaigždėms priskirtos fotometrinės paklaidos bei matavimų pilnumai pagal to spiečiaus apertūros laukelio atitinkamai suskaičiuotą objektų tankį.

Spiečių tyrimams buvo panaudotos tik žvaigždės su *F475W* ryškiais virš 30% matavimų pilnumo ribos bei su bent vienu kitu išmatuotu *F336W* arba *F814W* ryškiumi virš 30% pilnumo ribų.



3.1 pav.: Analizuotų 854 spiečių pasiskirstymas Andromedos galaktikoje, atvaizduotas ant GALEX NUV nuotraukos. Brūkšninė linija pažymėtos elipsės nurodo 9, 14 ir 19 kpc atstumus nuo galaktikos centro deprojekuotame diske. Tiesios brūkšninės linijos nurodo kampus nuo didžiosios ašies deprojekuotame galaktikos diske. Šiaurė nukreipta į viršų, rytai – į kairę.



3.2 pav.: M31 žvaigždžių spiečių tyrime panaudotos žvaigždžių fotometrijos paklaidų (vientisos linijos) bei matavimų pilnumo funkcijos (taškinės linijos) priklausomybės nuo žvaigždžių ryškių šešiose skirtingo tankio aplinkose. Šios priklausomybės suskaičiuotos iš PHAT fotometrijos AST testų rezultatų pateiktų Williams et al. (2023). Skirtingomis spalvomis pažymėti keturių fotometrinių juostų rezultatai: $F275W$ violetine, $F336W$ žalia, $F475W$ juoda ir $F814W$ žydra. Vertikalios punktyrinės linijos žymi 50% matavimų pilnumų ribą atitinkamose fotometrines juostose. Kiekvienoje diagramoje nurodytas AST laukelio, kuriame gauti rezultatai, tankis – žvaigždžių su $F475W < 26$ skaičius kvadratinėje lanko sekundėje, arcsec^2 .

3.2. Žvaigždžių spiečių parametrų nustatymo metodas

Žvaigždžių spiečius tiksliai apibrėžti sudėtinga (Renaud, 2018), bet įprastai laikoma, kad tai gravitaciškai susieta vienodo amžiaus ir cheminės sudėties žvaigždžių populiacija. Vis dėlto, pastaraisiais metais randama vis daugiau masyvių spiečių su tam tikrais amžiaus ir cheminės sudėties skirtumais tarp spiečiaus populiacijos žvaigždžių (Bastian & Lardo, 2018). Nepaisant to, šie skirtumai paprastai būna mažesni nei kitų galaktikų žvaigždžių spiečių fotometrinių tyrimų paklaidos, todėl šio darbo kontekste galima daryti prielaidą, kad spiečiaus žvaigždės turi vienodą amžių ir cheminę sudėtį. Atsižvelgiant į visa tai, kiekvieną žvaigždžių spiečių galima apibūdinti jo amžiumi, metalingumu (apibendrintu cheminės sudėties parametru), mase bei jų stebimą šviesą paveikusia tarpžvaigždine ekstinkcija.

Andromedos žvaigždžių spiečių tyrime buvo naudojamas Paukščių Tako ekstinkcijos dėsnis $R_V = 3.1$ (Schlafly & Finkbeiner, 2011), Andromedos atstumo modulis $m - M = 24.47$ (McConnachie et al., 2005) bei Kroupa (2001) IMF funkcija (2.3 lygtis) žvaigždžių masėms nuo 0.1 iki $120 M_{\odot}$.

PHAT apžvalgos žvaigždžių fotometrija leidžia patikimai nustatyti parametrus žvaigždžių spiečiams iki beveik 1 Gyr amžiaus. Per tokį laiką M31 galaktikos metalingumas turėjo pasikeisti santykinai nedaug, todėl šiame darbe žvaigždžių metalingumo vertė buvo fiksuota ties Saulės metalingumu $[M/H] = 0$, atsižvelgiant į galaktikos dujų cheminės sudėties matavimus (Sanders et al., 2012; Zurita & Bresolin, 2012). Dėl šių priežasčių, šiame tyrime žvaigždžių spiečiams buvo nustatyti tik amžiaus bei tarpžvaigždinės ekstinkcijos parametrai. Nepaisant to, naudotas metodas bus aprašytas bendresne forma su skirtingu metalingumo verčių įskaitymu, atsižvelgiant į galimybę pritaikyti metodą kituose darbuose.

Žvaigždžių spiečių parametrų nustatymo metodas paremtas tikimybinio visų spiečiaus žvaigždžių fotometrinių matavimų lyginimu su žvaigždžių evoliucijos modelių banku (izochronų banku). Šiame tyrime naudotos izochronos iš to pačio evoliucijos modelių banko kaip ir anksčiau aprašytame Leo A galaktikos tyrime (2.2 skyr.) – PAdova and tRieste Stellar Evolutionary Code PARSEC-COLIBRI v1.2S¹ (Bressan et al., 2012; Marigo et al., 2017).

Šiame darbe naudotas spiečių CMD tyrimo metodas leidžia nustatyti jų amžių, ekstinkciją ir metalingumą, tačiau ne masę. Naudojant atskirų spiečiaus žvaigždžių fotometriją, pastarąjį parametru nustatyti galima, tačiau su dideliais neapibrėžtumais dėl itin didelio jautrumo spiečiaus žvaigždžių stochastikai. Spiečiaus masė patikimiau nustatoma iš integralinės fotometrijos. Dėl šių priežasčių, žvaigždžių spiečių masės buvo nustatytos lyginant jų integralinius ryškus *F475W* fotometriniėje juostoje (Naujalis et al., 2021) su Saulės metalingumo SSP modeliais (Bressan et al., 2012; Marigo et al., 2017) atsižvelgiant

¹<http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmd>

į iš CMD diagramų nustatytais spiečių parametrais – ekstinkciją ir amžių.

Nustatant žvaigždžių spiečių parametrus nebuvo atsižvelgiama į dvinarių žvaigždžių įtaką, nes testai su dirbtiniais žvaigždžių spiečiais (3.3 skyr.) rodo, jog jų įtaka rezultatams daug mažesnė, nei kitos nustatymo paklaidos.

Šiame darbe aprašytas ir naudotas naujai sukurtas žvaigždžių spiečių parametrų nustatymo metodas susideda iš dviejų dalių. Pirmiausia, iš pasirinktos spiečiaus apertūros zonos tikimybiškai atrenkamos labiausiai tikėtinos žvaigždžių spiečiaus narės. Tai padaroma lyginant į spiečiaus apertūrą patenkančių objektų pasiskirstymus erdvėje bei skirtingose CMD diagramose su fono objektų, esančių už spiečiaus apertūros, analogiškais skirstiniais. Toliau metodas naudojami panašiais principais kaip ir 2.4.1 skyriuje aprašytas galaktikos dvimatis žvaigždėdaros istorijos nustatymo metodas. Kiekvienos atrinktos spiečiaus žvaigždės fotometriniai matavimai lyginami su konkrečių parametrų izochrona ir suskaičiuojama tikimybė tai žvaigždei turėti tokius pat parametrus. Tai pakartojama su visu izochronų banku ir suskaičiuojamas visas tikimybių skirstinys tiriamai žvaigždei turėti įvairius parametrų rinkinius. Ši procedūra atliekama su visomis atrinktomis spiečiaus žvaigždėmis ir susumavus visų jų tikimybinis skirstinys gaunamas bendras tikimybinis skirstinys visam spiečiui, iš kurio surandamas geriausias spiečiaus parametrų sprendinys.

3.2.1. Narių atranka

Žvaigždžių spiečių narių atrankai sukurtas iš dviejų dalių susidedantis metodas. Pirmiausia, pasitelkus modifikuotą Perren et al. (2015) spiečiaus narių atrankos metodo versiją, kiekvienam objektui patenkančiam į pasirinktą spiečiaus apertūrą (R_{ap}) suskaičiuojamas tikėtimumas būti spiečiaus nariu. Šie tikėtinumo įverčiai toliau panaudojami lyginant objektų tankio pasiskirstymus įvairiose CMD diagramose su analogiškais fono objektų pasiskirstymais. Iš to suskaičiuojamos tikrosios tikimybės žvaigždėms būti spiečiaus narėmis. Galiausiai, atmetamos visos žvaigždės su mažesne tikimybe būti spiečiaus nare nei pasirinkta ribinė vertė.

Tarkime, kad žvaigždžių, esančių spiečiaus apertūroje, imtis (imtis A) susideda tik iš spiečiaus narių (imtis C) ir lauko žvaigždžių (imtis F). Tuomet, spiečiaus narių atrankos problemą galima supaprastinti į tikimybių skaičiavimo uždavinį: kokia tikimybė, jog žvaigždė iš imties A yra spiečiaus narė ($\in C$) arba lauko žvaigždė ($\in F$)? Šį uždavinį galima išskaidyti į dvi hipotezes:

- H_1 : žvaigždė yra spiečiaus narė ($\in C$);
- H_2 : žvaigždė yra lauko objektas ($\in F$).

Kadangi kiekvienai žvaigždei tik viena iš šių hipotezių gali būti teisinga ir $P(H_1) + P(H_2) = 1$, todėl norint atskirti C ir F žvaigždžių imtis užtenka suskaičiuoti tik H_1 hipotezės tikimybę.

Ši tikimybė randama pasitelkus Bajeso teoremą, kuri teigia: esant įvykiui H (mūsų atveju tai hipotezė H_1) ir įvykiui D (mūsų atveju tai išmatuotų duomenų rinkinys) bei žinant, kad įvykio D tikimybė nelygi nuliui $P(D) \neq 0$, galima rasti sąlyginę tikimybę $P(H|D)$, kad įvykis įvykis H žinant, jog įvykis D jau įvyko, pagal tokią formulę:

$$P(H|D) = \frac{P(H)P(D|H)}{P(D)}, \quad (3.1)$$

čia $P(H|D)$ yra hipotezės H tikimybė žinant išmatuotus duomenis D , dar vadinama a posteriori tikimybe; $P(H)$ – hipotezės H tikimybė be jokių išankstinių žinių, dar vadinama a priori tikimybe; $P(D|H)$ – tikimybė išmatuoti duomenis D laikant, kad hipotezė H yra teisinga; $P(D)$ – tikimybė išmatuoti duomenis D , įprastai panaudojama kaip normavimo konstanta.

Pritaikius Bajeso teoremą H_1 ir H_2 hipotezėms, galima užrašyti keturias lygtis:

$$P(H_1|D)_i = \frac{P(H_1)_i P(D|H_1)_i}{P(D)}, \quad (3.2)$$

$$P(H_2|D)_i = \frac{P(H_2)_i P(D|H_2)_i}{P(D)},$$

$$P(H_1|D)_i + P(H_2|D)_i = 1,$$

$$P(H_1)_i + P(H_2)_i = 1,$$

iš kurių tiesiogiai išsiveda ieškoma tikimybė $P(H_1|D)_i$, kad atsitiktinai pasirinkta žvaigždė i esanti spiečiaus apertūroje ($\in A$) bus tikra spiečiaus narė (hipotezė H_1), atsizvelgus į turimus matavimų duomenis D (žvaigždžių fotometriją):

$$P(H_1|D)_i = \frac{P(H_1)_i P(D|H_1)_i}{P(H_1)_i P(D|H_1)_i + (1 - P(H_1)_i) P(D|H_2)_i}. \quad (3.3)$$

Toliau belieka apsibrėžti kiekvieną iš šios lygties narių. Pirmos hipotezės a priori tikimybei $P(H_1)_i$ įvertinti buvo pasirinkta panaudoti informaciją apie žvaigždžių padėtis spiečiaus apertūroje ir lauko žvaigždžių zonoje už spiečiaus ribų: žiede nuo 2 iki 3.5 R_{ap} – imtis B . Tokios apertūros ribos užtikrina pakankamai didelį skaičių lauko žvaigždžių (turėtų būti bent keletą kartų daugiau nei objektų spiečiaus apertūroje) ir, tuo pačiu, yra pakankamai toli, jog į šią imtį nepakliūtų nei viena spiečiaus žvaigždė. Kita vertus, ši zona negali būti per toli nuo spiečiaus centro, kad lauko žvaigždžių populiacija joje nesiskirtų per daug nuo spiečiaus imtį užteršusių žvaigždžių.

$P(H_1)_i$ tikimybė gaunama lyginant žvaigždžių tankį pasirinktos žvaigždės

aplinkoje su vidutiniu lauko žvaigždžių tankiu (iš imties B):

$$P(H_1)_i = \frac{\rho_i}{\rho_i + \langle \rho \rangle_B}, \quad (3.4)$$

$$\rho_i = \frac{1}{N_X} \sum_{j=1}^{N_X} \exp \left[\frac{-4((\alpha_i - \alpha_j)^2 + (\delta_i - \delta_j)^2)}{R_{\text{ap}}^2} \right],$$

čia X – žvaigždžių imtis apimanti visas žvaigždes nutolusias nuo žvaigždės i ne daugiau kaip per $0.5 R_{\text{ap}}$; (α, δ) nurodo atitinkamai žvaigždžių rektascencijos ir deklinacijos koordinates danguje.

Tikimybės $P(D|H_1)_i$ ir $P(D|H_2)_i$ dar vadinamos tikėtinumo funkcijomis. Jas patogumo dėliai žymėsime taip: $L_{C,i} = P(D|H_1)_i$ ir $L_{F,i} = P(D|H_2)_i$. Šios tikimybės suskaičiuojamos lyginant pasirinktos žvaigždės fotometrinius matavimus su atitinkamai spiečiaus apertūroje esančių žvaigždžių fotometrija ($\in A$) bei lauko objektų zonos žvaigždžių fotometrija ($\in B$) laikant, kad fotometrines paklaidas atitinka normalųjį skirstinį:

$$L_{Y,i} = \frac{1}{N_X} \sum_{j=1}^{N_X} \frac{1}{\sigma_m(i,j)\sigma_c(i,j)} \exp \left[\frac{-(m_i - m_j)^2}{2\sigma_m^2(i,j)} \right] \exp \left[\frac{-(c_i - c_j)^2}{2\sigma_c^2(i,j)} \right], \quad (3.5)$$

$$\sigma_m^2(i,j) = \sigma_m^2(i) + \sigma_m^2(j),$$

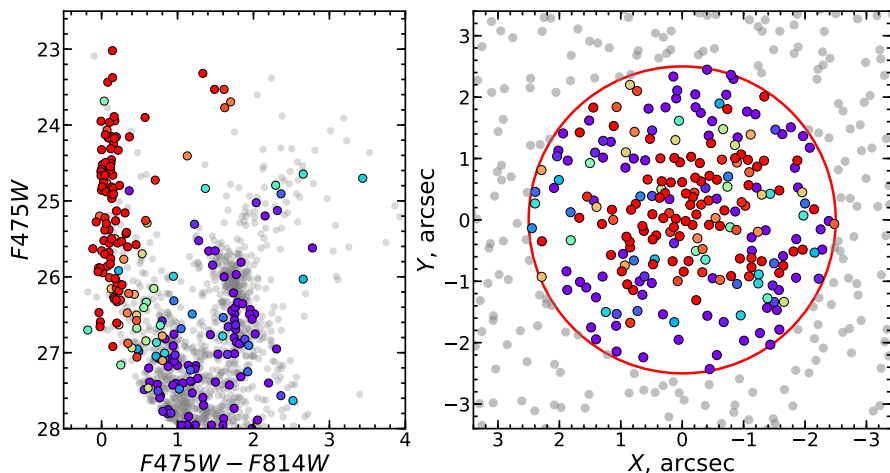
$$\sigma_c^2(i,j) = \sigma_c^2(i) + \sigma_c^2(j),$$

čia $Y \in \{C, F\}$ ir $X \in \{A, B\}$; (m, c) – nurodo atitinkamai žvaigždės fotometriją ryškį bei spalvą; (σ_m, σ_c) – atitinkamai žvaigždės ryškio ir spalvos paklaidos. Bendruoju atveju tikėtinumo funkcijai galima naudoti tokią jos išraišką, tačiau tokiu atveju rezultatų patikimumas labai priklausys nuo fotometrinių paklaidų nustatymo tikslumo. Deja, žvaigždžių spiečiuose, kur objektų tankis svyruoja didelėse ribose, labai sudėtinga nustatyti tikslias fotometrines paklaidas kiekvienam objektui. Todėl šiame darbe 3.5 lygties skaičiavime visas paklaidas prilyginome vienetui ($\sigma_m = 1$ and $\sigma_c = 1$), tokiu būdu išvengiant rezultatų iškreipimo dėl netikslumų fotometrinių paklaidų nustatyme.

Galiausiai, įstačius į 3.3 lygtį aukščiau aprašytas 3.4 ir 3.5 lygtis, gaunama galutinė tikimybės $P(H_1|D)_i$ išraiška:

$$P(H_1|D)_i = \frac{L_{C,i}}{L_{C,i} + (\langle \rho \rangle_B / \rho_i) L_{F,i}}. \quad (3.6)$$

Šią gautą išraišką jau galima būtų naudoti lauko žvaigždžių atmetimui iš spiečiaus apertūros, tačiau ji veikia tik mažai lauko žvaigždžių užterštiems spiečiams. Jeigu spiečiaus apertūroje lauko žvaigždžių yra tiek pat ar daugiau nei tikrų spiečiaus narių, vien tik su šia tikimybe patikimai atrinkti spiečiaus narius nepavyks. Šiai problemai išvengti, buvo panaudotas įvairių dydžių slenkančių langų metodas kartu su 3.6 lygties rezultatais.



3.3 pav.: Žvaigždžių spiečiaus APID 0031 narių atranka parodyta CMD diagramoje bei dangaus koordinatėse. Spalvomis nurodytos žvaigždžių esančių spiečiaus apertūros zonoje tikimybės būti spiečiaus narėmis (violetinė – mažiausia tikimybė, raudona – didžiausia tikimybė). Lauko žvaigždės esančios už spiečiaus apertūros zonos pažymėtos pilkais taškais.

Pirmausia, parenkamas kvadratinis $0.5 \times 0.5 \text{ mag}^2$ dydžio langas $F475W(F475W - F814W)$ CMD diagramoje ir atrenkamos visos žvaigždės iš spiečiaus apertūros (iš imties *A*) bei iš lauko žvaigždžių (iš imties *B*), kurios CMD diagramoje pakliūna į nurodytą langą. Žinant spiečiaus apertūros zonos *A* ir lauko žvaigždžių zonos *B* plotų santykį bei kiek lauko žvaigždžių iš imties *B* pakliūna į nurodytą langą, suskaičiuojama kiek lauko žvaigždžių turėtų būti tarp spiečiaus apertūros žvaigždžių pakliūnančių į šį CMD langą. Toks skaičius žvaigždžių su mažiausiomis 3.6 lygties tikimybėmis atmetamas iš atrinktų spiečiaus apertūros žvaigždžių patenkančių į pasirinktą CMD langą. Likusios žvaigždės pažymimos kaip galimos spiečiaus narės.

Toliau, CMD diagramos langas paslenkamas per ketvirtadalį jo kraštinės ilgio ir procedūra pakartojama. Šis procesas kartojamas tol, kol patikrinamos bent po vieną kartą visos spiečiaus apertūroje esančios žvaigždės. Tuomet padidinamas lango dydis ir procedūra kartojama iš naujo. Šitaip lango dydis didinamas nuo $0.5 \times 0.5 \text{ mag}^2$ iki $5 \times 5 \text{ mag}^2$ kas kartą padidinant lango kraštinės po 0.5 mag . Visa šita procedūra pakartojama dar dviejose CMD diagramose: $F336W(F336W - F475W)$ ir $F110W(F110W - F160W)$. Galiausiai, suskaičiuojama kiek kartų kiekviena spiečiaus apertūros žvaigždė buvo tikrinama ir kiek kartų buvo parinkta, kaip galima spiečiaus narė. Šių skaičių santykis toliau naudojamas kaip žvaigždės tikimybė būti spiečiaus nare. Šio metodo pritaikymas tikram Andromedos žvaigždžių spiečiui APID 0031 kaip pavyzdys parodytas 3.3 pav.

Šiame darbe spiečių parametrų nustatymui naudotos tik tos žvaigždės, kurių galutinės tikimybės būti spiečiaus narėmis siekia nemažiau kaip 0.9. Tokia aukšta ribinė vertė buvo pasirinkta todėl, kad toliau aprašomas spiečių parametrų nustatymo metodas (žr. 3.2.2 skyr.) duoda patikimiausius rezultatus naudojant mažiausiai lauko žvaigždėmis užterštas spiečiaus žvaigždžių imtis, bet tuo pačiu rezultatų tikslumas ne smarkiai sumažėja esant mažesniams žvaigždžių skaičiams.

Nors šis metodas gana patikimai atrenka žvaigždžių spiečių narius nuo lauko žvaigždžių, bet vis dėlto kai kuriais atvejais palieka ryškias žvaigždes, kurios akivaizdžiai yra ne spiečiaus žvaigždės. Todėl, spiečiaus narių atrankos patikimumui užtikrinti, buvo akimis patikrintos kiekvieno tirta Andromedos spiečiaus CMD diagramos ir atvestos ryškios žvaigždės, kurių neatmetė aukščiau aprašytas metodas, bet kurios smarkiai nutolusios nuo geriausiai spiečiaus žvaigždžių populiaciją atitinkančios izochronos.

3.2.2. Parametrų nustatymas

Žvaigždžių spiečių parametrų nustatymui kiekvienam spiečiui buvo suskaičiuoti tikimybių skirstiniai, turėti įvairius parametrų rinkinius. Didžiausią tikimybę turintis parametrų rinkinys parenkamas kaip spiečiaus sprendinys. Konkretaus spiečiaus tikimybių skirstinį gaunamas susumavus atrinktų spiečiaus narių tikimybinis skirstinius. Konkrečios žvaigždės tikimybė turėti tam tikrą parametrų rinkinį skaičiuojama lyginant jos fotometrinius matavimus su atitinkamų parametrų izochrona laikant, kad fotometrinių matavimų paklaidos seka normalųjį skirstinį ir atitinka 3.1 skyriuje aprašytas paklaidų priklausomybes.

Pirmiausia, kiekvienai atrinktai žvaigždžių spiečiaus narei i suskaičiuojamas tikimybių skirstinys $P_i(A_V, t)$ įvairioms ekstinkcijos A_V ir amžiaus t kombinacijoms. Šiame darbe ekstinkcija buvo keičiama 0.05 mag žingsniu nuo 0.0 iki 2.5 mag, o amžius $\log(t/\text{yr})$ logaritminiu žingsniu 0.05 dex nuo 6.6 dex iki 10.1 dex. Tokios parametrų ribos ir kitimo žingsniai parinkti tam, kad padengtų visas galimas žvaigždžių parametrų ribas su pakankama skyra.

Pasirinktos žvaigždės i tikimybių skirstinys $P_i(A_V, t)$ suskaičiuojamas lyginant jos padėtį CMD diagramoje $\mathbf{F}_i = (m_i, c_i)$ (ryškį m_i ir spalvą c_i) su kiekvienu t amžiaus teorinės izochronos tašku $\mathbf{L}_j(M_j, A_V, t) = (m_j, c_j)$ paraudonintu ekstinkcija A_V . Lyginant šiuos dydžius, laikoma, kad fotometrinių matavimų paklaidos atitinka normalųjį skirstinį. Taip pat, kiekvienam izochronos taškui priskiriamas mažas žvaigždžių pradinių masių intervalas. Suintegravus šiame intervale pradinių masių funkciją IMF(m), gaunamas svoris atitinkantis žvaigždės tikimybę gimi su mase atitinkančia šio izochronos taško pradinių masių intervalą. Visi šie skaičiavimai atliekami su visais izochronos taškais ir rezultatai susumuojami – taip gaunama tikimybė, jog žvaigždė i yra amžiaus t

ir turi ekstinkciją A_V :

$$P_i(A_V, t) = N_i^{-1} \sum_j G(\mathbf{F}_i, \mathbf{L}_j) \int_{M_j} \text{IMF}(m) \, dm, \quad (3.7)$$

$$G(\mathbf{F}_i, \mathbf{L}_j) = \frac{\exp[-\frac{1}{2}(\mathbf{F}_i - \mathbf{L}_j)^T \boldsymbol{\Sigma}_i^{-1} (\mathbf{F}_i - \mathbf{L}_j)]}{2\pi \sqrt{\det \boldsymbol{\Sigma}_i}},$$

$$N_i = \sum_{A_V} \sum_t P_i(A_V, t),$$

kur $G(\mathbf{F}_i, \mathbf{L}_j)$ yra normaliojo skirstinio funkcija; $\boldsymbol{\Sigma}_i$ – fotometrinių matavimų \mathbf{F}_i paklaidų kovariacijos matrica; N_i – normavimo konstanta per visą leidžiamą parametrų A_V ir t erdvę.

Norint išvengti diferencialinės ekstinkcijos, dvinarių žvaigždžių ir optinių žvaigždžių susiliejimų įtakos parametrų nustatymui, skirtumai tarp tiriamų žvaigždžių fotometrinių matavimų ir izochronų taškų padvigubinami toms žvaigždėms, kurios yra mėlynesnės nei izochronos, su kuria lyginama, pagrindinė seka MS. Tokiu būdu užtikrinama, kad metodas nebūtų per daug jautrus raudonomis žvaigždėms ir izochronų MS seką derintų kaip gaubtinę iš mėlynosios pusės.

Tiriamų žvaigždžių spiečiaus tikimybių skirstinys $P_C(A_V, t)$ turėti tam tikrą parametrų kombinaciją (A_V, t) suskaičiuojamas sudauginus visų atrinktų spiečiaus narių tikimybių funkcijas:

$$P_C(A_V, t) = N_C^{-1} \prod_i P_i(A_V, t), \quad (3.8)$$

$$N_C = \sum_{A_V} \sum_t P_C(A_V, t).$$

Kiekvienam spiečiui $P_C(A_V, t)$ tikimybių skirstiniai suskaičiuojami $F475W(F475W - F814W)$ ir $F814W(F475W - F814W)$ CMD diagramose. Tuomet šie skirstiniai sudauginami ir iš šio naujo skirstinio maksimumo gaunama tikėtiniausia spiečiaus ekstinkcijos vertė $A_{V\text{best}}$. Tuomet, pagal 3.8 lygtį suskaičiuojamas $P_C(A_V, t)$ tikimybių skirstinys ir $F336W(F275W - F336W)$ CMD diagramoje tik su fiksuota ekstinkcijos verte $A_{V\text{best}}$. Gautas skirstinys sudauginamas su prieš tai suskaičiuotais skirstiniais iš dviejų CMD diagramų. Naujo skirstinio maksimumas parenkamas kaip tikėtiniausia spiečiaus amžiaus vertė.

Taip daroma todėl, kad UV fotometrinių matavimų patikimumas mažesnis nei kitose fotometriniuose juostose ir dažnu atveju tik sumažina ekstinkcijos nustatymo tikslumą. Tačiau, kitaip nei ekstinkcijos atveju, jaunų žvaigždžių ryškiai UV srityje yra daug jautresni jų amžiui nei kitose fotometriniuose juostose. Todėl, matavimai UV srityje padeda nustatyti tikslesnius spiečių amžius, nepaisant didesnių fotometrinių matavimų paklaidų.

Tiriamu žvaigždžių spiečiaus nustatytų parametrų patikimumo intervalai gaunami iš vienmačių parametrų tikimybių skirstinių 16-tam ir 84-tam procentiliams. Šie vienmačiai tikimybių skirstiniai suskaičiuojami suintegravus galutinį spiečiaus parametrų tikimybių skirstinį per vieno iš parametrų intervalą. Taip pat, kiekvienam tirtam spiečiui vizualiai patikrinamas nustatytų parametrų patikimumas – peržiūrima, kaip gerai kiekvieno spiečiaus nustatytų parametrų izochrona atitinka jo žvaigždžių pasiskirstymus CMD diagramose. Pagal tai Andromedos spiečių tyrime daliai jų (~15%) šiek tiek pakoreguoti nustatyti parametrai. Tokiu būdu minimalizuota blogai išmatuotų ar neatmestų lauko žvaigždžių įtaka galutiniams rezultatams.

3.3. Spiečių tyrimo metodo testai

Žvaigždžių spiečių parametrų nustatymo metodo patikimumui patikrinti buvo atlikti testai su dirbtiniais žvaigždžių spiečiais. Šie spiečiai generuoti pagal 2.2 skyriuje aprašytą metodiką, pasinaudojant 3.1 skyriuje aprašytais žvaigždžių fotometrinių matavimų paklaidų bei pilnumo funkcijų priklausomybėmis, taip imituojant M31 galaktikos žvaigždžių fotometrinių matavimų kokybę.

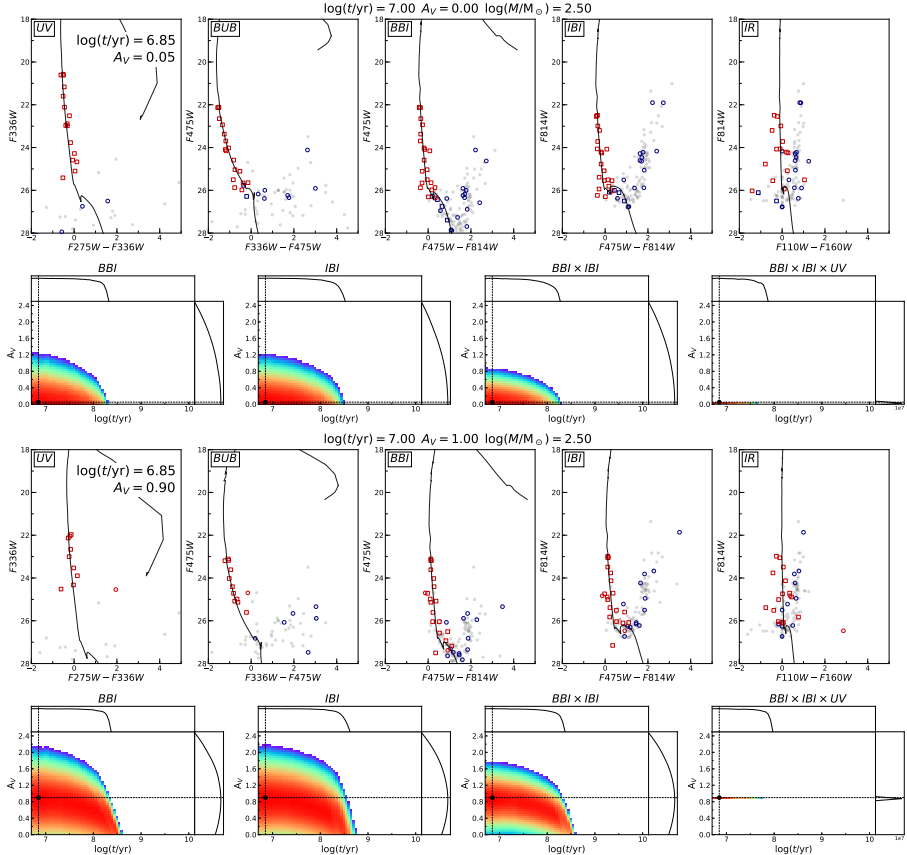
Išsamiam metodo galimybių įvertinimui, dirbtiniai spiečiai generuoti su trimis skirtingomis masių vertėmis ($\log(M/M_{\odot})$: 300, 1000, 3000), trimis skirtingomis ekstinkcijos vertėmis (A_V : 0.00, 0.50, 1.00) bei aštuoniomis amžiaus vertėmis ($\log(t/\text{yr})$: 7.0, 7.5, 8.0, 8.3, 8.5, 8.7, 8.85, 9.0). Kiekvienam parametrų rinkiniui sugeneruota po 50 dirbtinių spiečių stochastikos efektams įvertinti. Kaip ir M31 galaktikos spiečių tyrime, visi dirbtiniai spiečiai generuoti su viena fiksuota Saulės metalingumo verte $[M/H] = 0$. Žvaigždžių regimųjų ryškių skaičiavimui panaudota M31 galaktikos atstumo modulio vertė lygi $m - M = 24.47$ (McConnachie et al., 2005).

Gautoms dirbtinių spiečių populiacijoms papildomai pridėtos foną imituojančios žvaigždės iš 50-ies tikrų M31 galaktikos spiečių aplinkų. Šios žvaigždės atsitiktinai parinktos iš žiedo 2-3.5 R_{ap} aplink pasirinkto M31 galaktikos spiečiaus centrą. Foninių žvaigždžių kiekvienam spiečiui išrinkta tiek, kad atitiktų tikrojo spiečiaus fono tankį.

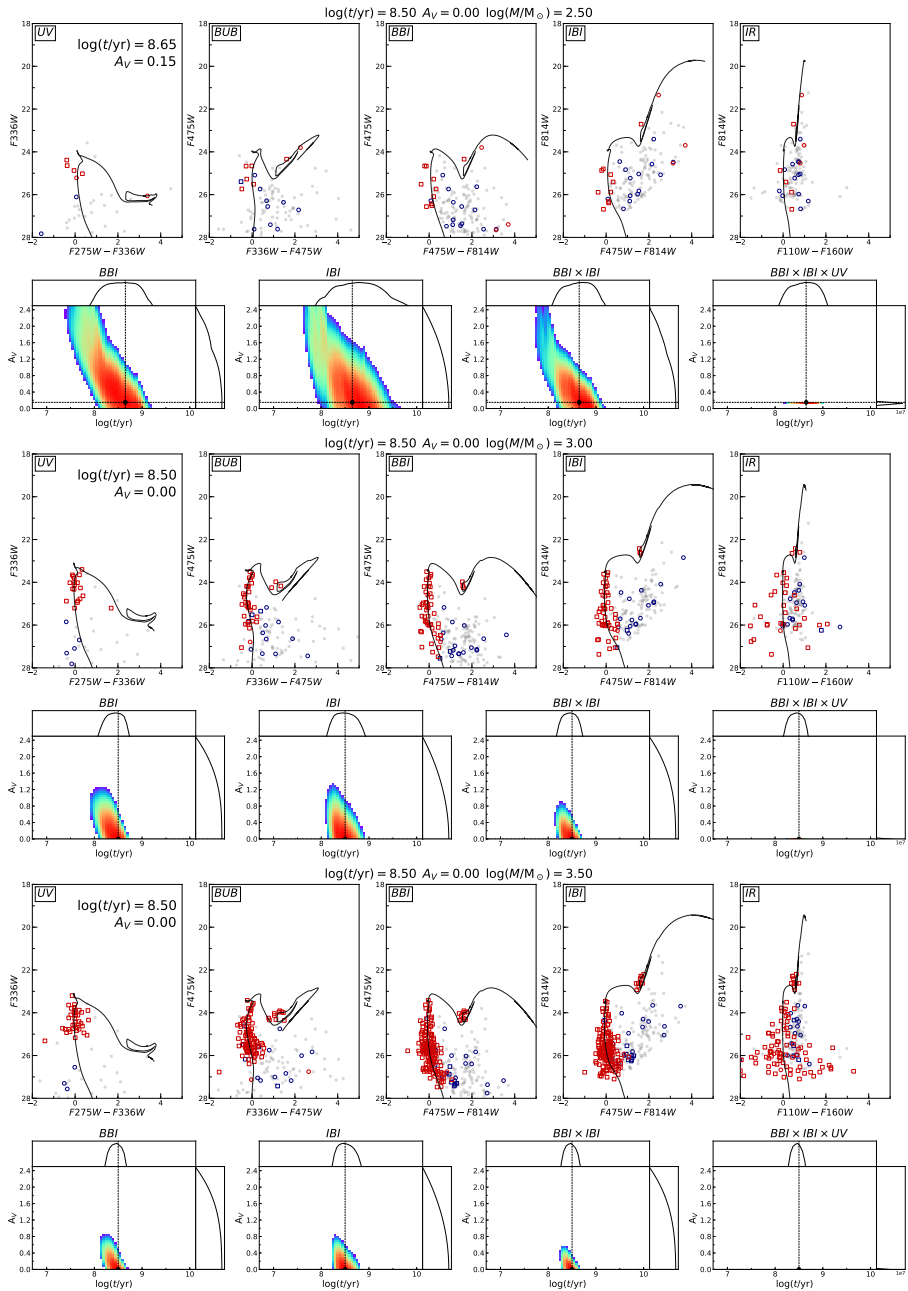
Visiems dirbtiniams žvaigždžių spiečiams pritaikytas 3.2 skyriuje aprašytas metodas ir nustatyti jų parametrai. Charakteringų parametrų dirbtinių spiečių rezultatai, kaip pavyzdžiai parodyti 3.4-3.6 pav. Šiose diagramose matoma skirtingų parametrų įtaka spiečių žvaigždžių fotometrinių matavimų pasiskirstymui CMD diagramose bei atitinkamai nustatomų rezultatų patikimumui. Matyti, jog mažos masės spiečiams ypač opi žvaigždžių skaičiaus stochastikos problema. Tuo tarpu, kuo senesnis arba didesnę ekstinkciją turi spiečius tuo sunkiau jo žvaigždes atskirti nuo fono.

Visų testų rezultatai parodyti 3.7 pav. Aiškiai matomas amžiaus-ekstinkcijos išsigimimas žvaigždžių spiečių parametrų nustatyme (s , t , u dia-

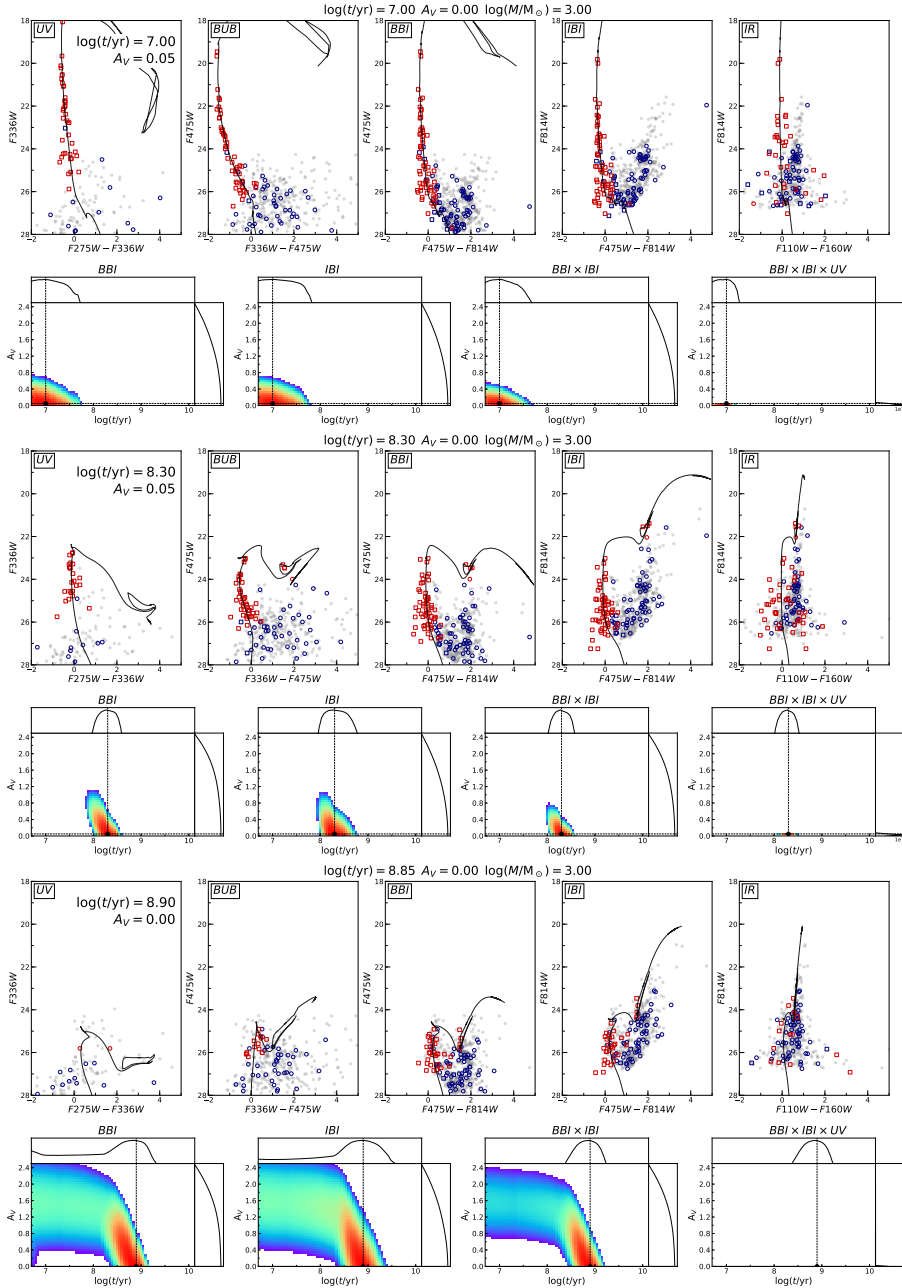
gramos). Šis efektas stipriausias mažos masės spiečiams ($\leq 300 M_{\odot}$), kuriuose dažnai atsitiktinai trūksta vėlyvesnės evoliucinės stadijos žvaigždžių dėl mažo žvaigždžių skaičiaus spiečiuje. Vis dėlto, rezultatai rodo, kad naudotas metodas gali patikimai nustatyti parametrus žvaigždžių spiečiams su PHAT fotometrijos kokybę atitinkančiais matavimais. Metodas patikimai nustato amžius bei ekstinkciją spiečiams su masėmis ne mažesnėmis nei $\geq 1000 M_{\odot}$ bei amžiais siekiančiais iki 1 Gyr. Augant spiečių amžiams rezultatų sklaida didėja iš lėto. Daug labiau rezultatų patikimumas priklauso nuo spiečiaus masės (kuo mažesnė masė, tuo mažiau patikimi rezultatai) bei nuo ekstinkcijos verčių (kuo didesnė spiečiaus ekstinkcija, tuo prasčiau nustatomi parametrai). Nepaisant to, vidutinis standartinis amžiaus nustatymo nuokrypis nuo tikrųjų verčių lygus 0.16 dex, o ekstinkcijos nuokrypis – 0.13 mag. Pagrindiniai rezultatų patikimumą nulemiantys faktoriai yra spiečiaus ir foninių žvaigždžių skaičiaus santykis, foninių populiacijų bei spiečiaus amžių skirtumas, bei amžiaus ir ekstinkcijos išsigimimo efektas (parodytas 3.7 pav).



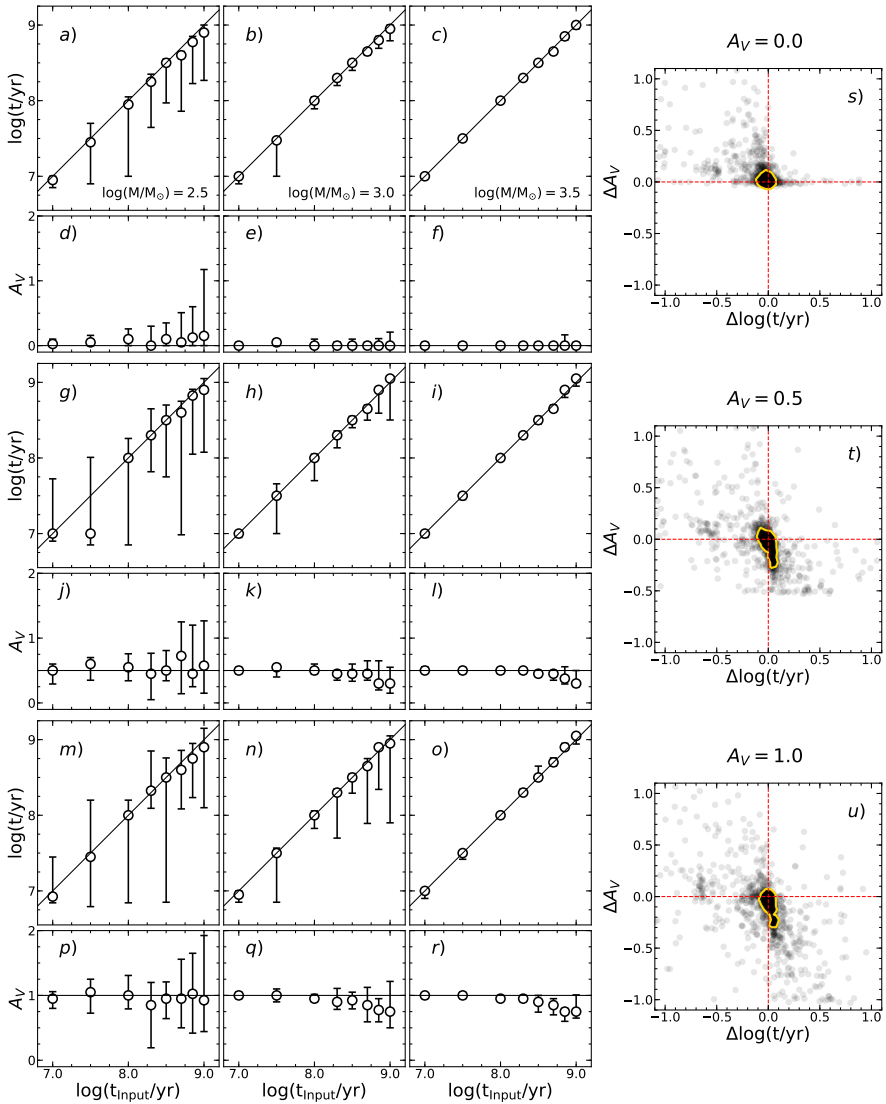
3.4 pav.: Mažos masės jauno dirbtinio žvaigždžių spiečiaus, sugeneruoto su dviem skirtingomis ekstinkcijos vertėmis, spalvos-ryškio, spalvos-spalvos ir parametų tikimybių skirstinio diagramos su nustatytais spiečiaus parametrais. Tikrieji spiečiaus parametrai nurodyti virš atitinkamos diagramos. Trikampiais pažymėtos tikrosios spiečiaus žvaigždės. Apskritimais pažymėtos fono žvaigždės, atsitiktinai parinktos iš tikro M31 galaktikos APID 2843 spiečiaus aplinkos. Pilki taškai – fono žvaigždės iš 2-3.5 R_{ap} žiedo aplink tikro APID 2843 spiečiaus centrą. Raudonai pažymėtos žvaigždės naudotos spiečiaus parametų nustatyme. Mėlynai – atmetos žvaigždės kaip lauko populiacijos tarša. Nustatyti kiekvieno spiečiaus parametrai parodyti atitinkamai pirmą CMD diagramų viršuje. Šiuos parametrus atitinkanti izochrona nubraižyta juodai. Tikimybių skirstinio diagramose juodais taškais pažymėtas nustatytas sprendinys.



3.5 pav.: Senesnio amžiaus (300 Myr) dirbtinio žvaigždžių spiečiaus, sugeneruoto su trimis skirtingomis masės vertėmis, analogiškos diagramos 3.4 pav. Matoma spiečiaus masės įtaka nustatomiems rezultatams.



3.6 pav.: Mažos masės dirbtinio žvaigždžių spiečiaus, sugeneruoto su trimis skirtingais amžiais, analogiškos diagramos 3.4 pav. Matoma spiečiaus amžiaus įtaka nustatomiems rezultatams.



3.7 pav.: Dirbtinių žvaigždžių spiečių testų rezultatai – atkurtų parametų (amžiaus ir ekstinkcijos) priklausomybės nuo tikrųjų dirbtinio spiečiaus parametų. Dirbtiniai spiečiai generuoti su trimis ekstinkcijos vertėmis: $A_V = 0.00$ – viršutinės dvi eilės, $A_V = 0.50$ – vidurinės dvi eilės, $A_V = 1.00$ – apatinės dvi eilės. Spiečiai generuoti su trimis pradinės spiečiaus žvaigždžių masės vertėmis: $300 M_\odot$ – pirmas stulpelis, $1000 M_\odot$ – antras stulpelis, $3000 M_\odot$ – trečias stulpelis. Kiekvienam amžiaus, ekstinkcijos ir masės parametų rinkiniui sugeneruota po 50 dirbtinių spiečių. Atviri apskritimai nurodo nustatytų parametų skirstinių medianas, o paklaidų ūsai 16-ą ir 84-ą percentilius. Ketvirtame stulpelyje parodytos tarpusavio priklausomybės nustatytų parametų skirtumų su tikraisiais, iliustruojančios amžiaus ir ekstinkcijos išsigimimą. Geltoni kontūrai apima 68% visų taškų.

3.4. Andromedos galaktikos žvaigždžių spiečių parametrai

Pritaikius PHAT apžvalgos duomenims 3.2 skyriuje aprašytą metodą, buvo nustatyti parametrai (amžius bei ekstinkcija) 854-iems Andromedos galaktikos žvaigždžių spiečiams. Parametrų nustatymo pavyzdžiai įvairių charakteringų parametrų spiečiams parodyti 3.8–3.11 pav. Taip pat, pasinaudojus gautomis spiečių amžiaus ir ekstinkcijos vertėmis bei Naujalis et al. (2021) publikuotais integralinių ryškių įverčiais, buvo nustatytos jų masės pritaikius SSP modelių aproksimaciją.

Rezultatų patikimumui įvertinti, nustatyti žvaigždžių spiečių parametrai buvo palyginti su Johnson et al. (2016) publikuotomis jaunų spiečių amžių, ekstinkcijos bei masių vertėmis, vėliau dar papildytomis Johnson et al. (2022) darbe senesniais nei 300 Myr amžiaus spiečiais. Iš viso 682 spiečiai sutampa tarp mūsų imčių (3.12 ir 3.13 pav.). Dauguma nustatytų verčių gana gerai atitinka Johnson et al. (2016, 2022) publikuotus rezultatus. Vidutinis žvaigždžių spiečių amžių skirtumas lygus $\langle \Delta \log(t/\text{yr}) \rangle \simeq 0.09$ dex, vidutinis tarpžvaigždinės ekstinkcijos verčių skirtumas lygus $\langle \Delta A_V \rangle \simeq -0.10$ mag ir vidutinis masių skirtumas lygus $\langle \Delta \log(M/M_\odot) \rangle \simeq 0.05$ dex. Šie rezultatų skirtumai nedideli ir atitinka vidutinės spiečių parametrų paklaidas: $\langle \sigma(\log(t/\text{yr})) \rangle \simeq 0.1$ dex, $\langle \sigma(A_V) \rangle \simeq 0.1$ mag, $\langle \sigma(\log(M/M_\odot)) \rangle \simeq 0.1$ dex. Nepaisant to, aiškiai matyti, kad mūsų metodas sistematiškai nustato šiek tiek senesnius spiečių amžius, bei tuo pačiu šiek tiek mažesnes ekstinkcijos vertes. Šis spiečių parametrų išsigimimas gerai žinomas integralinės spiečių fotometrijos tyrimuose (de Meulenaer et al., 2013, 2014) ir, kaip parodė testų su dirbtiniais žvaigždžių spiečiais rezultatai (3.7 pav.), taip pat galioja ir CMD diagramų analizėje. Tuo pačiu, sisteminiai skirtumai tarp nustatytų spiečių masių galėjo atsirasti dėl to, kad šiame darbe masės buvo nustatytos pasinaudojus paprastu SSP metodu, kuris neįskaito spiečiaus žvaigždžių masių stochastiškumo. Būtent dėl to, didžiausi skirtumai ir matomi tarp mažiausios masės spiečių $< 800 M_\odot$, kur stochastiškumas turi didžiausią įtaką rezultatams (3.13 pav.).

Vis dėlto, keleto spiečių nustatytos parametrų vertės smarkiai skiriasi. Šie nuokrypiai greičiausiai atsirado dėl itin didelių paklaidų išskiriant spiečių narius. Į visų šių spiečių apertūros zonas pakliūva daug daugiau lauko populiacijos žvaigždžių nei pačio spiečiaus narių, dėl ko itin sudėtinga patikimai įvertinti šių spiečių parametrus. Taip pat, kiti nustatytų parametrų skirtumai galėjo atsirasti dėl to, kad šiame darbe tyrimai atlikti su naujesne Andromedos galaktikos žvaigždžių fotometrijos katalogo versija Williams et al. (2023). Be to, skirtingai nei Johnson et al. (2016, 2022), šiame darbe buvo panaudoti žvaigždžių matavimai ne tik $F475W$ ir $F814W$ fotometrinėse juostose, bet ir UV bei IR sritis apimančiose fotometrinėse juostose ($F275W$, $F336W$, $F110W$, $F160W$). Tai galėjo pagerinti spiečiaus narių atrankos tikslumą, nes lauko populiacijos žvaigždės įprastai būna senesnės už spiečiaus žvaigždes (šiame darbe tirti tik jaunesni

nei 1 Gyr amžiaus spiečiai) ir daug silpniau šviečiančios UV srityje, todėl dažnai lengviau atskiriamos nuo tikrų spiečiaus narių. Negana to, optinė skyra UV srityje daug didesnė, dėl to žvaigždžių matavimai mažiau paveikiami tankaus lauko žvaigždžių fonu.

Iš nustatyto spiečių ekstinkcijos verčių skirstinio (3.14a pav.) matyti, kad jauniausi spiečiai ($t \leq 50$ Myr) neturi žemesnių nei $A_V < 0.3$ mag ekstinkcijos verčių, bet kuo spiečiai senesni, tuo mažesnė ši apatinė ekstinkcijos riba. Kadangi jaunesni spiečiai turėjo mažiau laiko atitolti nuo savo gimimo vietos, jie dažniau randami arti žvaigždes dar formuojančių tankių dujų regionų. Dėl to, jauni spiečiai dažniau pasitaiko dulketų dujų debesyse ar už jų. Nepaisant to, dalis senesnių spiečių (≥ 500 Myr) taip pat turi nemažas ekstinkcijos vertes. Šie spiečiai greičiausiai yra kitoje galaktikos disko pusėje, užstoti tankaus tarpžvaigždinių dujų sluoksnio. Vis dėlto, daliai spiečių ekstinkcijos vertės galėjo būti nustatytos didesnės nei iš tiesų yra dėl diferencialinės ekstinkcijos spiečiaus aplinkoje. Šiame darbe naudotas metodas neįskaito diferencialinės ekstinkcijos efektų ir tokiems spiečiams galėjo nustatyti didesnes ekstinkcijos vertes nei turėtų. Ši problema aktualiausia jauniems spiečiams, kurie dažniau randami nehomogeniškuose dulkių debesyse.

Gautų žvaigždžių spiečių masių pasiskirstymas nuo amžių parodytas 3.14b pav. Raudona punktyrinė kreivė apytiksliai nurodo spiečių aptikimo ribą naudotame spiečių kataloge. Ši riba atitinka Saulės metalingumo SSP modelius be ekstinkcijos, kurių integralinis ryškis $F475W = 21.5$. Reali aptikimo riba labai priklauso nuo konkretaus spiečiaus ekstinkcijos vertės bei lauko žvaigždžių populiacijos tankio spiečiaus aplinkoje. Nustatytos masių vertės gerai atitinka Johnson et al. (2016, 2022) publikuotus rezultatus be jokių sistematiškos nuokrypių, išskyrus jauniausius (≤ 10 Myr) ir mažiausios masės ($M \leq 300 M_\odot$) spiečius. Keliolikai iš jų mūsų nustatytos masės yra iki 2 kartų didesnės. Tokios mažos masės spiečiuose ima dominuoti žvaigždžių skaičiaus stochastika, todėl SSP modelių aproksimacija jiems nebetinka.

Iš diferencialinio žvaigždžių spiečių amžių pasiskirstymo (3.15 pav.) galima nustatyti galaktikos žvaigždėdaros istorijos ir žvaigždžių spiečių evoliucijos ypatumus. Visi skirstiniai 3.15 pav. nubraižyti atmetus spiečius su masėmis mažesnėmis nei $800 M_\odot$, tokiu būdu išvengiant spiečių aptikimo pilnumo efektų jaunesniems nei ~ 700 Myr amžiaus spiečiams (3.14b pav.). Pasiskirstyme pagrįdė dominuoja spiečių evoliucinis blukimas aprašomas eksponentiniu spiečių skaičiaus per amžiaus intervalą mažėjimu (pažymėta mėlyna) iki ~ 300 Myr, kuomet pasiskirstyme ima dominuoti spiečių ardymo procesai (Boutloukos & Lamers, 2003; Lamers et al., 2005; Fouesneau et al., 2014b; Johnson et al., 2017). Deja, nagrinėjama spiečių imtis neleidžia patikimai įvertinti spiečių ardymo greičio, nes apima nepakankamai platų amžių intervalą. Be to, senesnių nei ~ 600 Myr amžiaus spiečių statistika jau pastebimai paveikta spiečių aptikimo pilnumo efektų (3.14b pav.), net ir atmetus mažos masės spiečius.

Todėl, diagramose buvo nubraižyta spiečių ardymo funkcija (pažymėta raudona punktyrine linija) kitų autorių nustatyta pietvakarinėje Andromedos disko dalyje (Vansevičius et al., 2009).

Spiečių amžių pasiskirstymas per pastaruosius 130 Myr atitinka tolygų spiečių blausimo procesą. Iš to galima spręsti, kad nagrinėtame galaktikos regione per šį laikotarpį spiečių formavimosi sparta, ir tuo pačiu žvaigždėdaros sparta, buvo pastovios. Tuo tarpu, dar senesniuose amžiuose matomas aiškus spiečių skaičiaus pagausėjimas ties (220 ± 40) Myr amžiumi, rodantis spiečių formavimosi suintensyvėjimo epizodą. Šis epizodas galėjo būti sukeltas Andromedos sąveikos su M32 galaktika (Gordon et al., 2006; Block et al., 2006; Wang et al., 2012; Dierickx et al., 2014). Gordon et al. (2006) teigimu, M32 galaktika galėjo susidurti su M31 galaktikos disku prieš ~ 210 Myr ir vėliau antrą kartą prieš ~ 110 Myr. Vis dėlto, šiame darbe nustatytame spiečių amžių pasiskirstyme (3.15 pav.) nematyti spiečių formavimosi suaktyvėjimo epizodo prieš 110 Myr. Šie skirtumai tarp galaktikos disko regionų galėtų būti paaiškinti tuo, kad M32 galaktika antrą kartą Andromedos galaktikos diską kirto pietvakarinėje srityje ir nepadarė didelės įtakos spiečių formavimuisi priešingame šiaurės rytų disko regione, kuris tiriamas šiame darbe.

Sprendžiant iš to, kad žvaigždžių spiečių skaičius ima mažėti tik ties 300 Myr amžiumi, charakteringas spiečių ardymo laikas Andromedos disko šiaurės rytų regione galėtų būti 300 Myr ar net daugiau. Tokia išvada atitiktų ir kitų autorių rezultatus (Vansevičius et al., 2009; de Meulenaer et al., 2017; Johnson et al., 2017). Vis dėlto, dėl tuo pačiu laiku įvykusio žvaigždėdaros suaktyvėjimo epizodo bei mažo skaičiaus senesnio amžiaus spiečių, negalima nustatyti tikslios charakteringo spiečių ardymo laiko vertės.

Šiame darbe tirtų 854 žvaigždžių spiečių nustatytų masių pasiskirstymas parodytas 3.16 pav. Spiečių masės kinta nuo $100 M_{\odot}$ iki $20\,000 M_{\odot}$. Dažniausiai pasitaikanti vertė yra $\sim 1500 M_{\odot}$. Mažesnės masės spiečių skaičius tolygiai mažėja dėl aptikimo pilnumo efektų – kuo mažesnės masės spiečius, tuo mažesnė tikimybė jį aptikti. Kita vertus, didesnės masės spiečių pasiskirstymas neturėtų būti iškraipytas aptikimo pilnumo efektų. Todėl, spiečių masių pasiskirstymo tyrimui buvo panaudota tik didesnių masių $M \geq 2000 M_{\odot}$ sritis. Šiame masių intervale prie diferencialinio masių pasiskirstymo buvo priderinta Schechter'io funkcija (Gieles, 2009) – pažymėta mėlyna kreive 3.16 pav. Funkcija derinta keičiant tik charakteringos masės M^* parametą – α parametras fiksuotas ties $\alpha = 2$ verte. Geriausiai spiečių masių pasiskirstymą aprašanti Schechter'io funkcija surasta ieškant Puasoninės tikėtinumo funkcijos maksimumo:

$$P(M^*) = \prod_i \exp[N_i \ln(S(M^*, M_i)) - S(M^*, M_i) - \ln(\Gamma(N_i + 1))] \quad (3.9)$$

$$S(M^*, M_i) = \int_{M_i} A(M^*) m^{-\alpha} \exp(-m/M^*) dm,$$

čia M^* – charakteringa Schechter’io funkcijos žvaigždžių spiečių masė; M_i – i -asis spiečių masės intervalas; N_i – spiečių skaičius M_i spiečių masės intervale; $S(M^*, M_i)$ – Schechter’io funkcijos integralas M_i spiečių masės intervale; $\Gamma(N_i + 1)$ – gama funkcija; $A(M^*)$ – Schechter’io funkcijos normavimo konstanta. Ši funkcija matematiškai tolygi Puasoninio skirstinio tikimybės masės funkcijai, bet, skirtingai nei tradicinė išraiška, ji nėra jautri mažoms skaitmeninėms paklaidoms ir dėl to tinkamesnė skaičiavimams kompiuteriu. Gautas šios funkcijos skirstinys bei geriausiai duomenis atitinkanti M^* vertė (raudona vertikali linija) parodyti 3.16 pav. Taip pat, iš šio funkcijos skirstinio įvertintas nustatytos M^* vertės patikimumo intervalas – 16-ojo ir 84-ojo percentilių intervalas pažymėtas mėlynomis vertikaliomis linijomis.

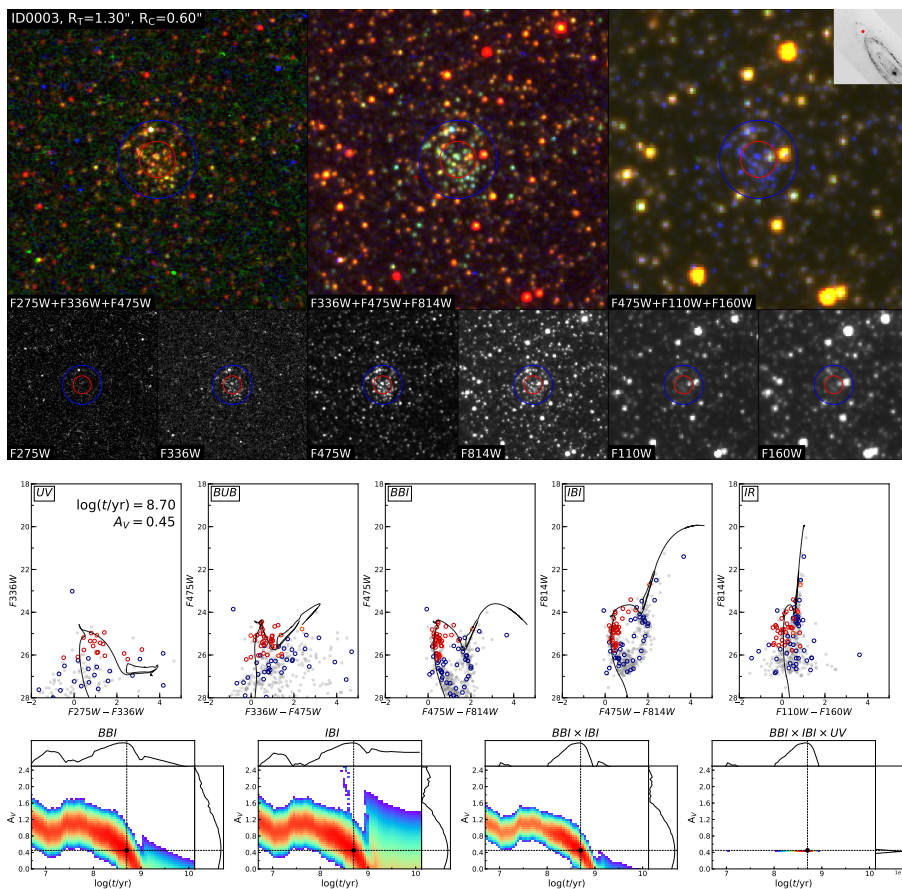
Nustatyta charakteringa Schechter’io funkcijos masė $M^* = (11.0_{-2.3}^{+3.5}) \times 10^3 M_\odot$ paklaidų ribose atitinka Johnson et al. (2016) nustatytą $M^* = (8.5_{-1.8}^{+2.8}) \times 10^3 M_\odot$ vertę jauniems (<300 Myr) Andromedos žvaigždžių spiečiams. Kita vertus, gautas masių pasiskirstymas neatitinka Vansevičius et al. (2009) nustatytos Schechter’io funkcijos ($M^* = 2 \times 10^5 M_\odot$) pietvakarinėje M31 disko dalyje – pažymėta raudona kreive 3.16 pav. Matomas aiškus masyvių spiečių trūkumas. Jų spiečių imtis apima daug senesnius amžius (≤ 3 Gyr) ir į ją pakliuvo daug daugiau masyvių spiečių, skirtingai nei šiame darbe tiriamoje spiečių imtyje. Tai patvirtina Johnson et al. (2016) atradimą, jog Andromedoje jaunų (<300 Myr) spiečių masės funkcija yra sutrumpinta, bei patvirtina, kad ši ypatybė galioja ir daugiau nei dvigubai senesniems (<700 Myr) žvaigždžių spiečiams. Schechter’io funkcija taip pat buvo priderinta atskirai dviejų amžių intervalų žvaigždžių spiečiams ir nustatyta charakteringos masės augimo didėjant spiečių amžiui tendencija (3.17 ir 3.18 pav.): $\log(t/\text{yr}) \leq 8.0$, $M^* = (10.4_{-4.0}^{+13.8}) \times 10^3 M_\odot$; $8.0 < \log(t/\text{yr}) \leq 8.6$, $M^* = (12.3_{-3.6}^{+7.5}) \times 10^3 M_\odot$.

Visų tirtų žvaigždžių spiečių pasiskirstymas deprojektuotame M31 galaktikos diske parodytas 3.19 pav. Disko deprojektavimui panaudotas pozicinis didžiosios ašies kampas lygus 37.7° bei disko polinkio kampas lygus 77.5° (Hodge, 1992). Skirtingomis spalvomis parodyti keturių amžiaus grupių spiečiai. Matyti, jog spiečiai labiau susitelkę į tris žiedines struktūras, o ne spirales. Be to, kuo spiečiai jaunesni, tuo jų pasiskirstymai labiau koncentruoti ties žiedų centrais. Patogumo dėlei, šios struktūros toliau bus vadinamos žvaigždžių spiečių žiedais. Iš radialinio jaunų (≤ 100 Myr) ir masyvių ($\geq 800 M_\odot$) spiečių pasiskirstymo, pavaizduoto 3.20 pav., nustatytos šių žiedų centrų padėtys: ~ 6 kpc, ~ 11 kpc ir ~ 16 kpc atstumais nuo galaktikos centro.

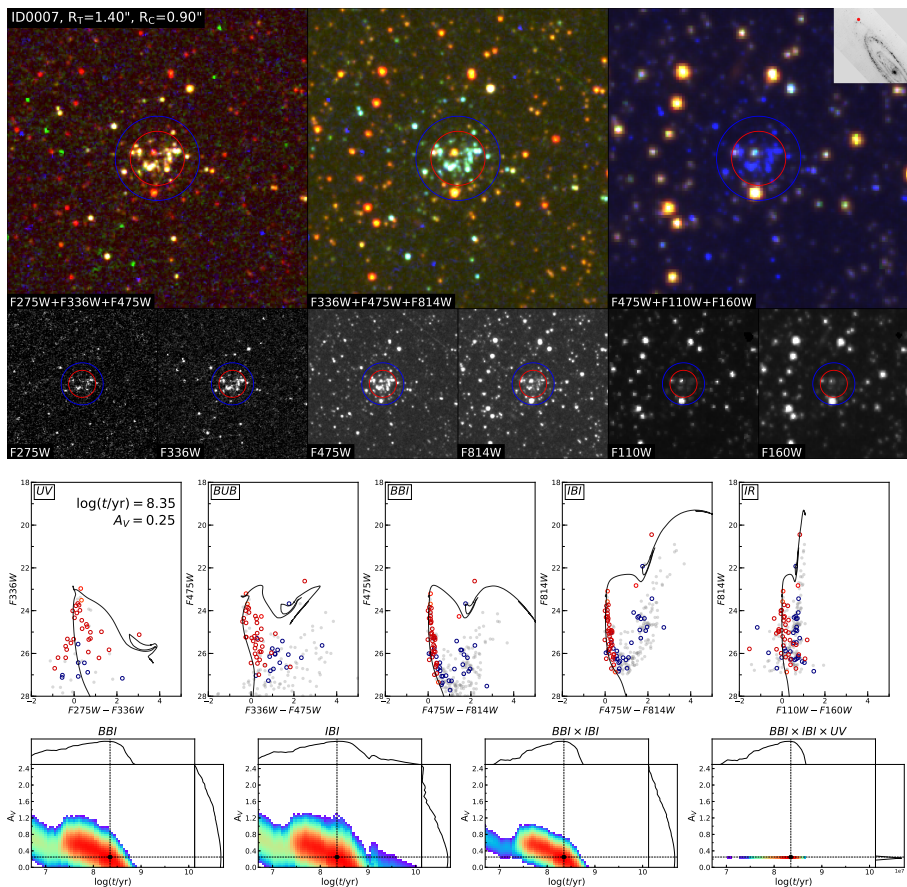
Žvaigždžių spiečių skaičiaus paviršinio tankio ir amžių medianų pasiskirstymai galaktikos diske (3.21 pav.) rodo labai lėtą spiečių grupių struktūrų evoliuciją – per 400 Myr spiečių pasiskirstymas išliko koncentruotas ties trimis spiečių žiedais. Be to, iš vidurinio 11 kpc žiedo spiečių amžių medianų pasiskirstymų matyti, jog žvaigždėdara nevyko visame žiede tolygiai vienu metu. Atskirose žiedo vietose dominuoja skirtingo amžiaus spiečių populiacijos.

Radialinis žvaigždžių spiečių skaičiaus paviršinio tankio pasiskirstymas, su-
normuotas į amžių intervalą, parodytas 3.20 pav. Pasiskirstymai suskaičiuoti
dviem amžių intervalams: jauniems $t \leq 100$ Myr (mėlyna linija) ir senesniems
 $100 < t \leq 400$ Myr (raudona linija) spiečiams. Pasiskirstymai suskaičiuoti 60°
azimutiniame segmente (nuo -25° iki $+35^\circ$ aplink didžiąją ašį), nes tik šioje
zonoje PHAT apžvalga pilnai apima galaktikos diską iki pat 20 kpc atstumo
nuo centro. Per visą 400 Myr amžių intervalą matomi spiečių pasiskirstymo su-
tankėjimai ties 6 ir 11 kpc atstumais nuo galaktikos centro. Tuo tarpu, 16 kpc
žiedas matomas tik jauniausių $t \leq 100$ Myr spiečių pasiskirstyme. Tai galėtų
reikšti, kad tolimiausias žiedas susiformavo tik per pastarąjį 100 Myr, skirtingai
nei kiti du žiedai. Iš to galima spręsti, kad trečiojo žiedo ir kitų dviejų
žiedų susiformavimus sukėlė bent du skirtingi įvykiai. Galbūt 6 ir 11 kpc žie-
dai susiformavo dėl M32 galaktikos praskridimo pro Andromedos diską prieš
 ~ 210 Myr, o tolimesnis 16 kpc žiedas ėmė formuotis tik po antrojo M32 galak-
tikos praskridimo prieš ~ 110 Myr (Gordon et al., 2006).

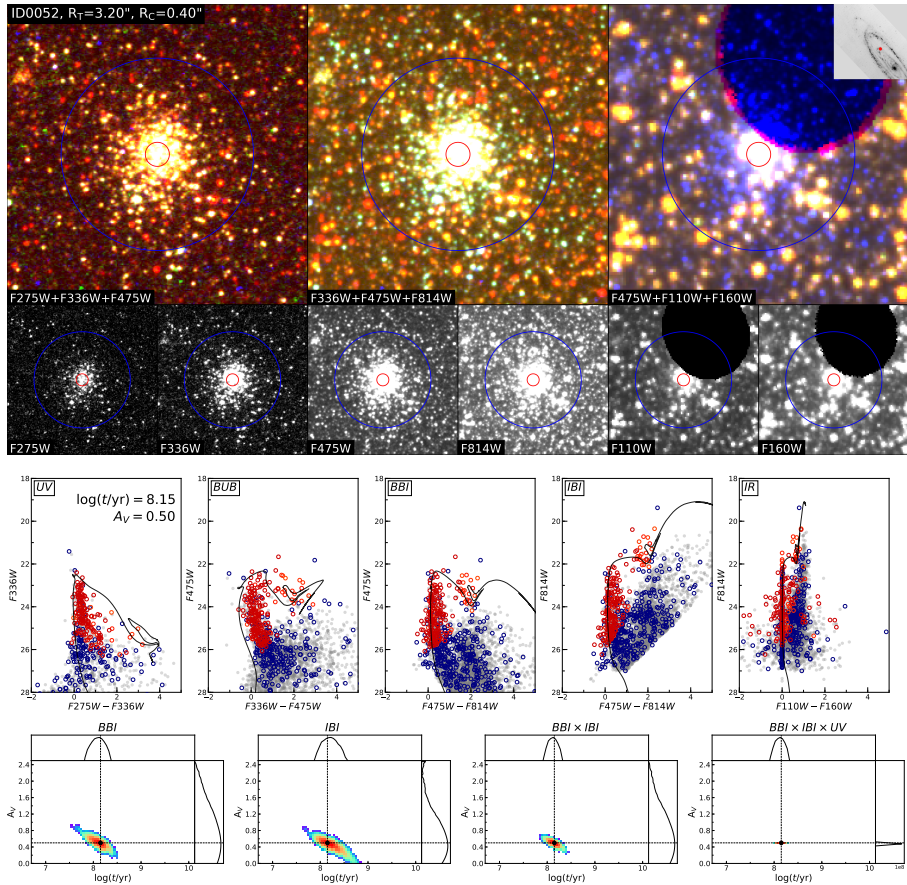
Mūsų rezultatai rodo, jog jaunesni spiečiai $t \leq 100$ Myr yra labiau susi-
koncentravę į siaurus žvaigždžių spiečių žiedus palyginus su senesnio amžiaus
spiečių populiacija $t > 100$ Myr. Tai patvirtina, jog spiečiai formuojasi mažes-
niuose žvaigždėdaros regionuose ir vėliau išsisklaido po galaktiką. Nepaisant
to, netgi ~ 400 Myr amžiaus spiečių pasiskirstymai vis dar koreliuoja su siau-
rais jauniausių spiečių pasiskirstymais. Iš to galima spręsti, kad žvaigždžių
spiečių grupių išsisklaidymas iš jų gimimo vietų yra santykinai lėtas procesas.
Iš skirtumų tarp jaunesnių ($t \leq 100$ Myr) ir senesnių ($100 < t \leq 400$ Myr)
spiečių pasiskirstymų koncentracijų ties 11 kpc žiedu (3.20 ir 3.21 pav.) nusta-
tyta viršutinė radialinio išplitimo riba spiečių grupėms < 0.5 kpc per ~ 300 Myr
laikotarpį. Iš to nustatyta, jog žvaigždžių spiečių radialinių greičių dispersija
turėtų būti ne didesnė nei ~ 2 km/s. Ši vertė daug mažesnė nei nustatyta žvaigž-
džių greičių dispersija Andromedos galaktikoje, kuri siekia nuo 30 iki 50 km/s
greičius (Quirk et al., 2019). Tai rodo, kad žvaigždžių spiečiai įgalina daug
tiksliau nustatyti įvykusios žvaigždėdaros pasiskirstymą galaktikos diske, negu
gravitaciškai nesurištų žvaigždžių tyrimai, kurios po susiformavimo pasklinda
po galaktiką žymiai greičiau.



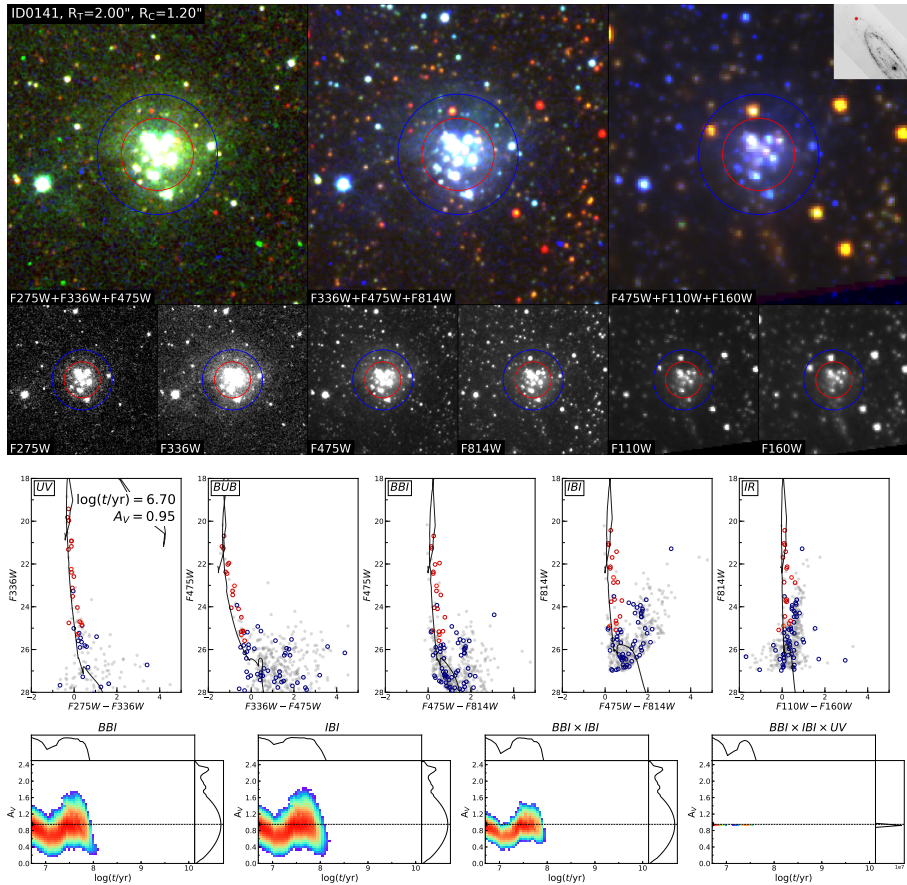
3.8 pav.: *Viršuje*: M31 galaktikos žvaigždžių spiečiaus APID 3 nuotraukos višose šešiose PHAT apžvalgos fotometrinėse juostose (apatinė nuotraukų eilė) bei įvairios jų spalvų kombinacijos (viršutinė trijų nuotraukų eilė). Fotometrinių juostų bei jų kombinacijų pavadinimai nurodyti kiekvienos nuotraukos apačioje kairėje. Mėlyni apskritimai rodo Naujalis et al. (2021) gautas spiečių apertūras, o raudoni apskritimai jų naudotas apertūras spiečių spalvoms nustatyti. Viršuje dešinėje parodyta spiečiaus vieta M31 galaktikoje. Kiekvienos nuotraukos kraštinė yra $10''$ dydžio. *Apačioje*: Šio APID 3 spiečiaus spalvos-ryškio (viršutinė eilė) ir parametrų tikimybių skirstinių (apatinė eilė) diagramos. Nustatyti spiečiaus parametrai: $A_V = 0.45$, $\log(\text{Age}/\text{yr}) = 8.70$, $\log(M/M_\odot) = 3.30$. Raudonai pažymėtos žvaigždės naudotos spiečiaus parametrų nustatyme. Mėlynai – atmetos žvaigždės kaip lauko populiacijos tarša. Pilki taškai – fono žvaigždės iš $2\text{--}3.5 R_{\text{ap}}$ žiedo aplink spiečiaus centrą. Nustatytus spiečiaus parametrus atitinkanti izochrona nubraižyta juodai. Tikimybių skirstinio diagramoje juodu tašku pažymėtas geriausias sprendinys.



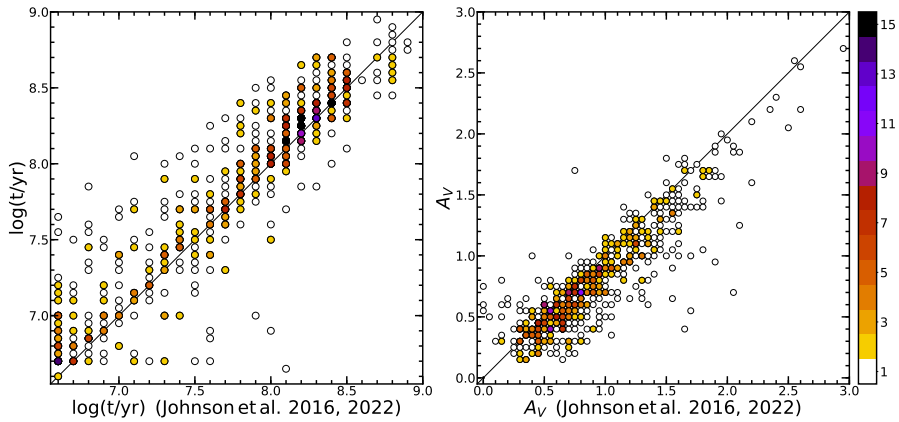
3.9 pav.: Jaunesnio amžiaus M31 galaktikos žvaigždžių spiečiaus APID 7 analogiškos nuotraukos bei diagramos 3.8 pav. Nustatyta spiečiaus masė $\log(M/M_\odot) = 3.20$. Matyti, kad šio spiečiaus fonas yra retesnis nei APID 3, dėl to lengviau išskirti jo žvaigždes nuo foninių objektų.



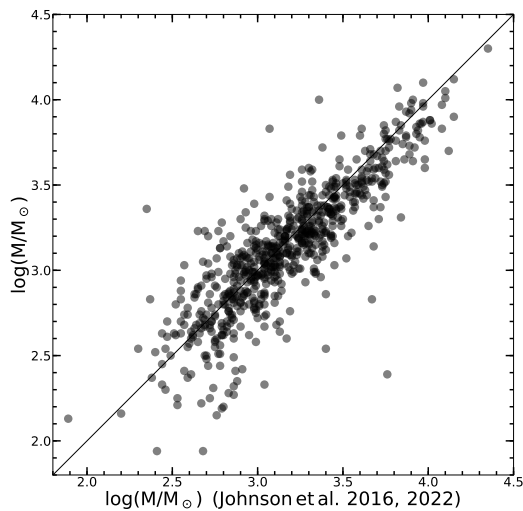
3.10 pav.: Masyvaus ir tankaus M31 galaktikos kamuolinio žvaigždžių spiečiaus APID 52 analogiškos nuotraukos bei diagramos 3.8 pav. Nustatyta spiečiaus masė $\log(M/M_\odot) = 4.12$. Tokių masyvių ir itin didelio tankio, bet jaunų žvaigždžių spiečių neaptinkama Paukščių Tako galaktikoje. Šio spiečiaus centrinę dalį teko atmesti iš analizuojamos zonos dėl itin didelio žvaigždžių tankio. IR srities matavimuose matoma tamsi dėmė yra stebėjimų defektas.



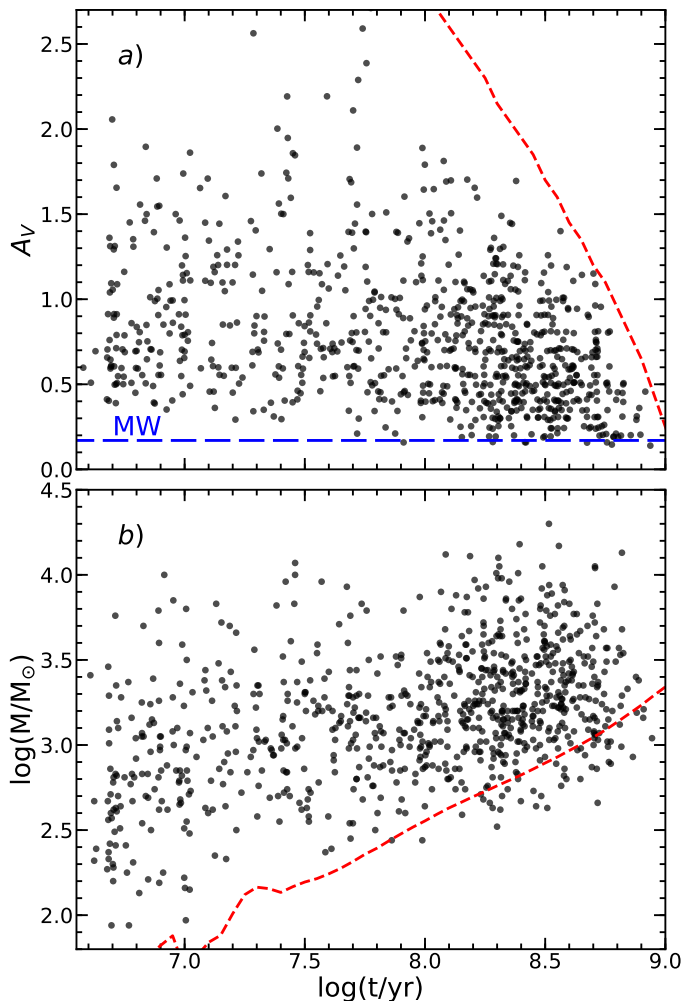
3.11 pav.: Itin jauno amžiaus M31 galaktikos žvaigždžių spiečiaus APID 141 analogiškos nuotraukos bei diagramos 3.8 pav. Nustatyta spiečiaus masė $\log(M/M_\odot) = 2.82$. CMD diagramose matyti, jog dalis senų raudonų lauko žvaigždžių buvo priskirta spiečiaui. Nepaisant to, tai nesutrukdė nustatyti patikimų spiečiaus parametrų, nes toks jaunas spiečius turi pakankamai labai ryškių žvaigždžių, nustelbiančių neryškias fonines žvaigzdes.



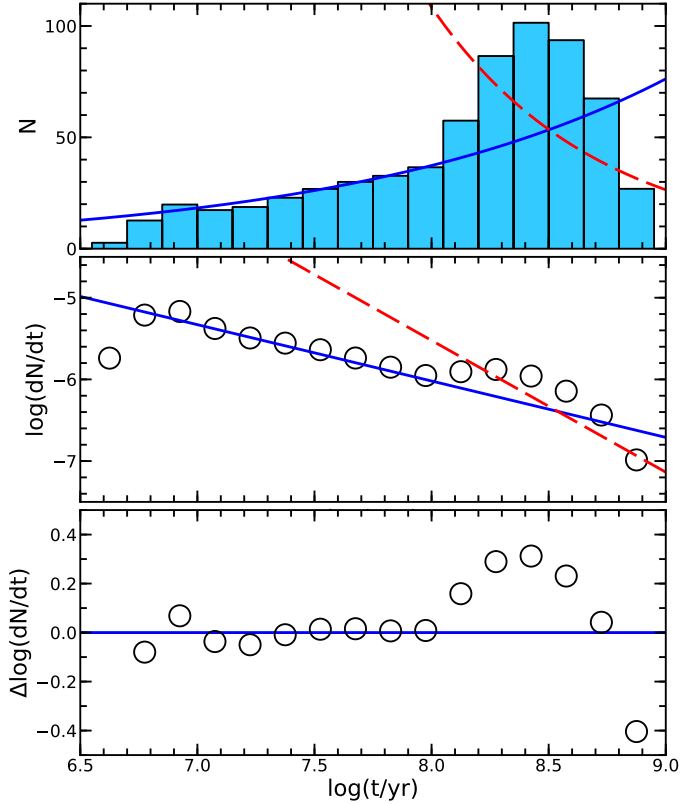
3.12 pav.: M31 galaktikos žvaigždžių spiečių nustatytų amžių (kairėje) ir ekstinkcijos (dešinėje) palyginimas su Johnson et al. (2016, 2022) gautomis vertėmis. Taškų spalvos nurodo spiečių skaičių kiekviename taške pagal dešinėje nurodytą spalvų skalę. Matomas sisteminis poslinkis tarp rezultatų – amžiaus ir ekstinkcijos išsigimimas: šiame darbe aprašytas metodas sistematiškai nustato šiek tiek senesnius spiečių amžius, bet mažesnes ekstinkcijos vertes nei Johnson et al. (2016, 2022).



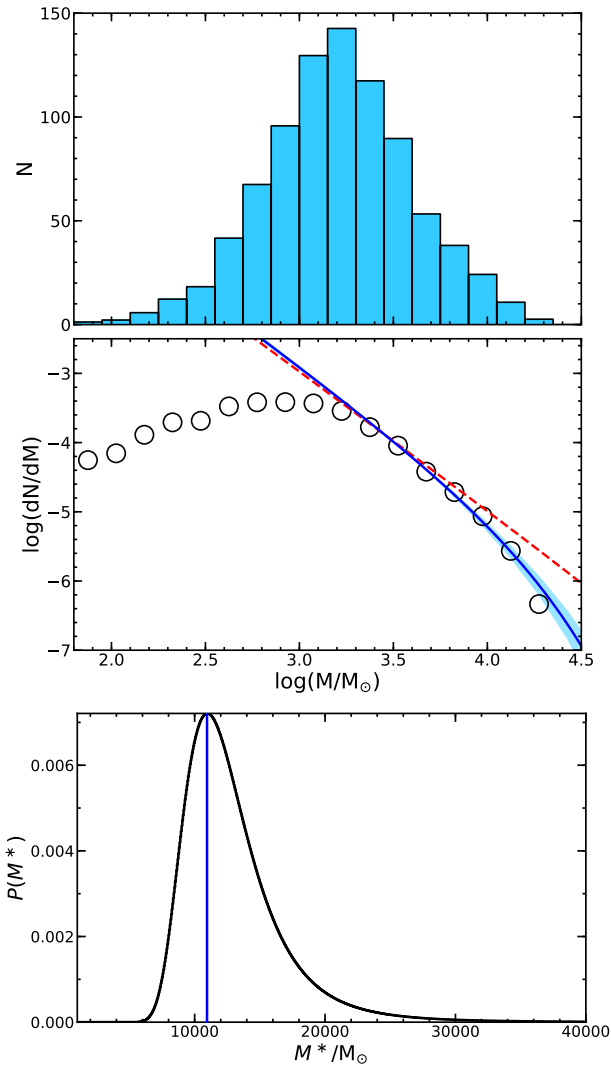
3.13 pav.: Tirtų žvaigždžių spiečių nustatytų masių palyginimas su Johnson et al. (2016, 2022) gautomis vertėmis. Matomas nežymus sisteminis poslinkis – šiame darbe nustatytos spiečių masės vidutiniškai mažesnės per $\langle \Delta \log(M/M_\odot) \rangle \simeq 0.05$ dex. Šis sisteminis poslinkis bei sklaida pastebimai išauga mažos masės spiečiams ($< 800 M_\odot$) – šiame darbe naudotas SSP metodas spiečių masėms nustatyti neatsižvelgia į žvaigždžių masių stochastiką, kurios didžiausias efektas yra mažos masės spiečiams.



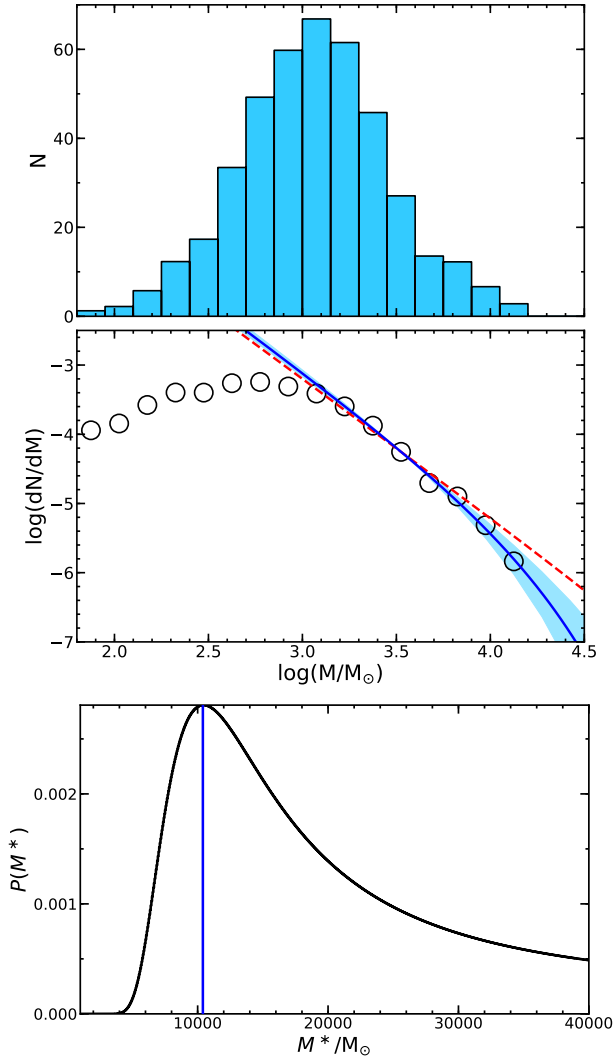
3.14 pav.: Nustatytų M31 galaktikos žvaigždžių spiečių ekstinkcijos (panelė a) ir masės (panelė b) pasiskirstymai nuo jų amžių. Taškų persiklojimo sumažinimui ir pasiskirstymų aiškumui padidinti, visų taškų koordinatės buvo atsitiktinai pastumdytos abiejose ašyse nuo 0 iki ± 0.0125 . Mėlyna punktyrinė linija žymi Paukščių Tako tarpžvaigždinės ekstinkcijos vertę $A_V = 0.17$ Andromedos galaktikos kryptimi (Schlafly & Finkbeiner, 2011; Brown & Walker, 2022). Raudona punktyrinė linija a panelėje nurodo ribą, kur spiečių MSTO pasiekia $F475W = 25$ mag – maksimali šiame darbe aprašyto metodo pritaikymo riba. Raudona punktyrinė linija b panelėje nurodo ribą, kur spiečių integralinis ryškis $F475W \leq 21.5$ mag – apytikrė spiečių aptikimo riba. Matoma, kad jauniausi spiečiai neturi mažesnių nei $A_V < 0.3$ mag ekstinkcijos verčių, bet senesni spiečiai turi. Taip pat, išskiriama jaunų gravitaciškai nesusietų žvaigždžių asociacijų populiacija ties jauniausiais amžiais.



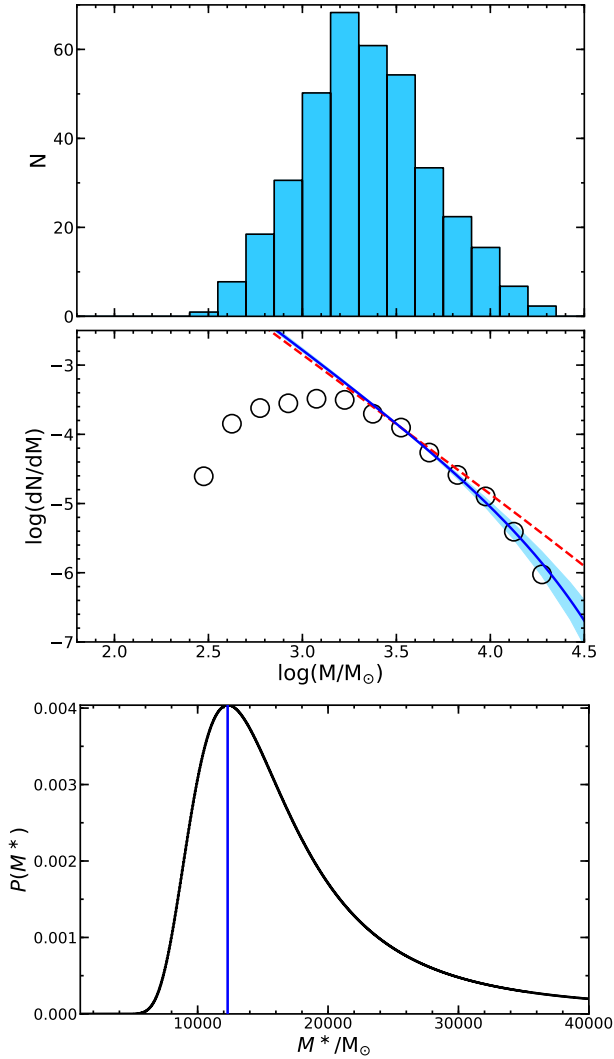
3.15 pav.: Viršuje: nustatytų amžių pasiskirstymas žvaigždžių spiečiams masyvesniems nei $800 M_{\odot}$. Viduryje: tos pačios spiečių imties diferencialinis amžių pasiskirstymas (apskritimų dydis atitinka vidutinę taškų paklaidą). Vientisa mėlyna linija rodo spiečių evoliucinio blausimo greitį, o raudona punktyrinė linija – spiečių ardymo greitį. Šių tiesių polinkio kampai parinkti pagal Van-sevičius et al. (2009) rezultatus nustatytus pietvakarinei Andromedos disko sričiai. Apačioje: skirtumai tarp diferencialinio amžių pasiskirstymo ir spiečių evoliucinio blausimo greičio.



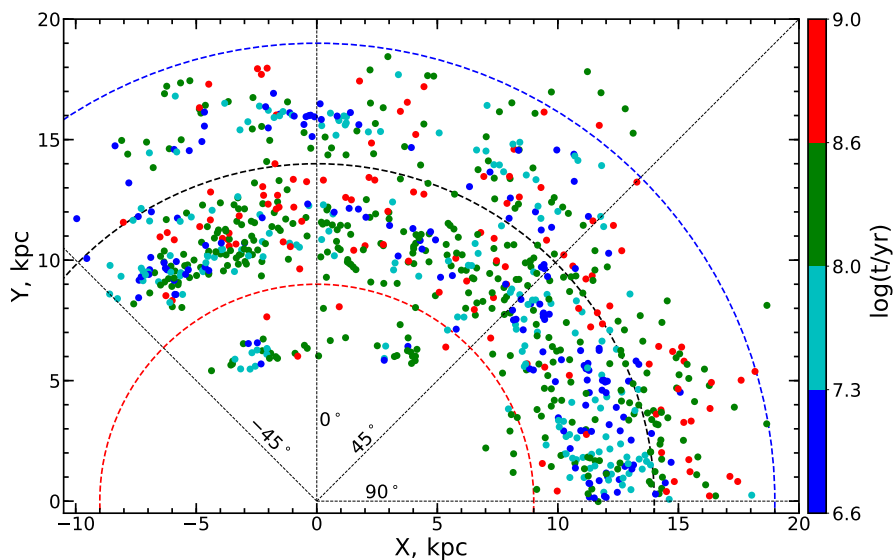
3.16 pav.: Viršuje: 854 žvaigždžių spiečių masių pasiskirstymas. Viduryje: tos pačios spiečių imties diferencialinis masių pasiskirstymas sunormuotas į bendrą spiečių skaičių (apskritimų dydis atitinka vidutinę taškų paklaidą). Raudona punktyrinė linija rodo Schechter'io funkciją (Gieles, 2009) su charakteringa mase $M^* = 2 \times 10^5 M_\odot$, kuri buvo nustatyta pietvakarinėje M31 disko dalyje. Vientisa mėlyna linija rodo šiai spiečių imčiai priderintą Schechter'io funkciją su charakteringa mase $M^* = 11.0 \times 10^3 M_\odot$. Žydros zonos nurodo funkcijos priderinimo patikimumo intervalą $(8.7 - 14.5) \times 10^3 M_\odot$ – tikimybės tankio funkcijos 16-ą ir 84-ą percentilius. Abi funkcijos suligintos ties $3000 M_\odot$ tašku. Apačioje: Schechter'io funkcijos charakteringos spiečių masės tikimybės tankio funkcija. Mėlyna vertikali linija nurodo tikėtiniausią M^* vertę, o žydra zona aplink – pasiskirstymo 16-ą ir 84-ą percentilius.



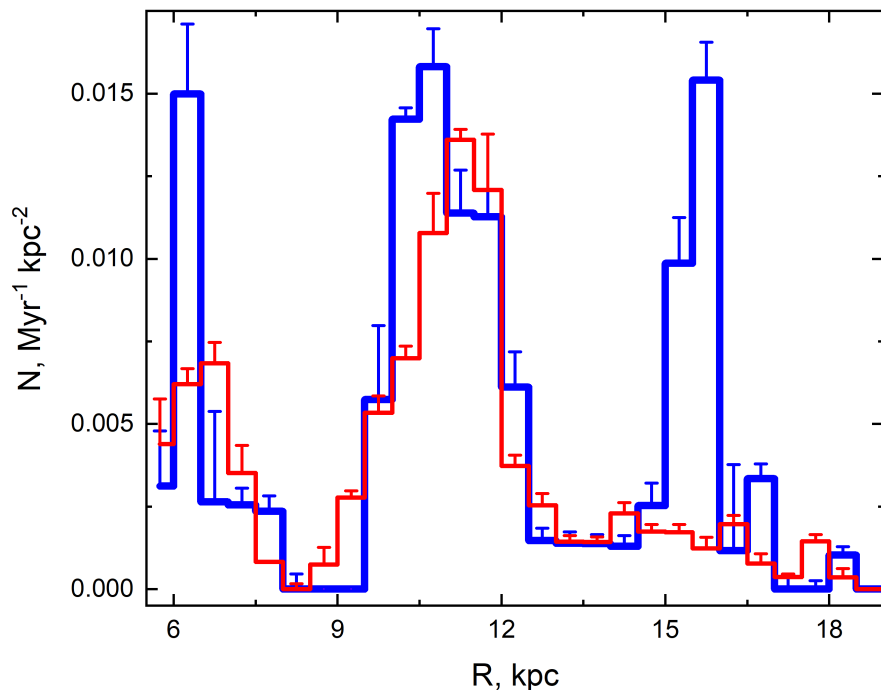
3.17 pav.: M31 galaktikos jaunų ($t \leq 100$ Myr) žvaigždžių spiečių masių pasiskirstymas (viršuje), diferencialinis masių pasiskirstymas (viduryje) ir Schechter'io funkcijos charakteringos spiečių masės tikimybės tankio funkcija (apačioje). Visi žymėjimai analogiški 3.16 pav. žymėjimams. Jaunų spiečių pasiskirstymui priderintos Schechter'io funkcijos charakteringos masės vertė $M^* = (10.4_{-4.0}^{+13.8}) \times 10^3 M_\odot$.



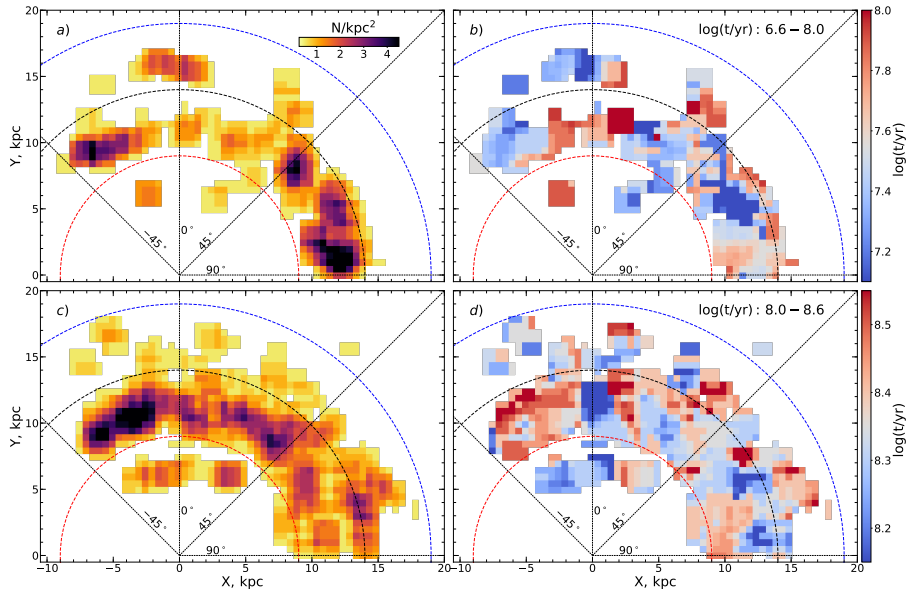
3.18 pav.: M31 galaktikos žvaigždžių spiečių su amžiumi $100 < t \leq 400$ Myr masių pasiskirstymas (viršuje), diferencialinis masių pasiskirstymas (viduryje) ir Schechter'io funkcijos charakteringos spiečių masės tikimybės tankio funkcija (apačioje). Visi žymėjimai analogiški 3.16 pav. žymėjimams. Jaunų spiečių pasiskirstymui priderintos Schechter'io funkcijos charakteringos masės vertė $M^* = (12.3_{-3.6}^{+7.5}) \times 10^3 M_{\odot}$ didesnė negu nustatyta jauniausiems $t \leq 100$ Myr spiečiams (3.17 pav.).



3.19 pav.: Analizuotų žvaigždžių spiečių pozicijos deprojektuotame Andromedos galaktikos diske. Nustatyti spiečių amžiai užkoduoti keturiomis spalvomis pagal nurodytą skalę dešinėje. Vertikali brūkšninė linija pažymėta 0° rodo galaktikos disko didžiąją ašį. Spiečiai esantys arčiau mūsų turi neigiamas X koordinates, spiečiai tolimesnėje disko pusėje – teigiamas X vertes. Apskritimai žymi 9, 14 ir 19 kpc atstumus nuo galaktikos centro.



3.20 pav.: Masyvių ($\geq 800 M_{\odot}$) žvaigždžių spiečių skaičiaus paviršinio tankio, sunormuoto į amžių intervalą, pasiskirstymai dviejų amžių intervalams. Pasiskirstymai suskaičiuoti 60° azimutiniame segmente – nuo -25° iki $+35^{\circ}$ aplink didžiąją ašį. Jauniausių ($t \leq 100$ Myr) spiečių pasiskirstymas pažymėtas mėlyna linija, senesnių ($100 < t \leq 400$ Myr) – raudona linija. Paklaidų ūsai žymi radialinių intervalų RMS sklaidą.



3.21 pav.: Masyvių ($\geq 800 M_{\odot}$) žvaigždžių spiečių skaičiaus paviršinio tankio skirstiniai (a ir c diagramos) bei amžių medianų skirstiniai (b ir d diagramos) deprojektuotame galaktikos diske. Spiečių skaičiaus paviršinio tankio vertės užkoduotos spalva pagal nurodytą skalę viduryje. Viršutinėse a) ir b) diagramose parodyti jaunų ($t \leq 100$ Myr) spiečių skirstiniai, apatinėse c) ir d) – senesnių ($100 < t \leq 400$ Myr) spiečių skirstiniai. Amžių medianos (b ir d diagramos) užkoduotos spalvomis pagal atitinkamas skales dešinėje. Visi kiti žymėjimai tokie patys kaip ir 3.19 pav.

PAGRINDINIAI REZULTATAI IR IŠVADOS

Šiame darbe buvo ištirta nykštukinės galaktikos Leo A žvaigždėdaros istorija ir Andromedos galaktikos 854 žvaigždžių spiečių populiacija naudojant sukurtus analizės metodus. Šie rezultatai gauti remiantis žvaigždžių fotometriniiais stebėjimais Hubble kosminio teleskopo ACS kamera bei antžeminio Subaru teleskopo Suprime-Cam kamera.

Atkurta Leo A žvaigždėdaros istorija susideda iš įvairių žvaigždėdaros aktyvumo bei iš karto po jų sekančių žvaigždėdaros nuslopimo epizodų. Šie rezultatai paremia pliūpsninės žvaigždėdaros scenarijų nykštukinėse galaktikose (Teyssier et al., 2013; Oñorbe et al., 2015) ir tuo pačiu padeda išspręsti vieną iš šiuo metu vyraujančio kosmologinio Λ CDM modelio problemų. Naujausiuose kosmologiniuose visatos modeliavimuose sukuriamų nykštukinių galaktikų centrai yra per tankūs, lyginant su tikrų galaktikų stebėjimais. Tačiau modeliuojant žvaigždėdarą pliūpsniniais epizodais, ši problema išsprendžiama, nes žvaigždėdaros grįžtamasis ryšys periodiškai išstumia dalį dujų iš galaktikos centro ir neleidžia jam per daug sutankėti.

Nustatyta, jog didžioji dalis ($\sim 80\%$) Leo A žvaigždžių susiformavo per pastaruosius 6 Gyr. Nepaisant to, galaktikoje atrasta seniausių >10 Gyr žvaigždžių populiacija patvirtinanti ir kitų autorių anksčiau padarytas išvadas apie jos egzistavimą (Dolphin et al., 2002; Cole et al., 2007; Ruiz-Lara et al., 2018). Taip pat, nustatyta visų galaktikos žvaigždžių masė $M_* = 3.3 \times 10^6 M_\odot$, kuri gerai atitinka kitų autorių įverčius (Cole et al., 2014; Kirby et al., 2017).

Gautas Leo A galaktikos amžiaus-metalingumo sąryšis atitinka dujų cheminės sudėties matavimus (van Zee et al., 2006; Ruiz-Escobedo et al., 2018), rodančius dabartinį galaktikos metalingumą, bei senų >1 Gyr žvaigždžių spektroskopinius matavimus (Kirby et al., 2017). Tuo pačiu, atkurta galaktikos evoliucija patvirtina hipotezę, kad į Leo A įkrito papildomų mažo metalingumo dujų pagrindiniu žvaigždžių formavimo laikotarpiu (Kirby et al., 2017).

Taip pat, buvo atkurtas ir dvimatis Leo A žvaigždėdaros morfologijos kitiškas per pastaruosius 500 Myr. Gauti rezultatai rodo, jog žvaigždėdaros sritis traukėsi per pastaruosius kelis šimtus milijonų metų. Tai patvirtina vyraujančią teoriją, kad nykštukinėms galaktikoms būdingas besitraukiančios žvaigždėdaros (angl. outside-in) scenarijus (Hidalgo et al., 2013; Benítez-Llambay et al., 2016). Be to, nustatyta žvaigždėdaros spartos paviršinio tankio priklausomybė nuo dujų paviršinio tankio atitinka kitose mažo dujų tankio galaktikose gautus rezultatus (Bigiel et al., 2008, 2010) bei praplečia juos į itin mažų metalingumų sritį.

Nustatyti Andromedos galaktikos (M31) 854 žvaigždžių spiečių parametrai pritaikius naujai sukurtą spiečių analizės metodą PHAT (Williams et al., 2023) apžvalgos duomenims, kurie apima didelę galaktikos disko dalį. Spiečių amžiaus

bei ekstinkcijos parametrų nustatymui sukurtas naujas metodas, kuris palygina išskirtų spiečiaus žvaigždžių fotometrinius duomenis su žvaigždžių evoliucijos modelių banku. Gauti rezultatai gerai atitinka ankstesnių autorių darbus bei praplečia jų rezultatus į senesnius spiečių amžius.

Nustatytas žvaigždžių spiečių amžių pasiskirstymas rodo, kad pastaruosius ~ 130 Myr žvaigždžių spiečių formavimosi greitis M31 galaktikoje buvo pastovus. Taip pat, nustatytas žvaigždžių formavimosi suaktyvėjimo epizodas įvykęs prieš ~ 220 Myr. Šis žvaigždėdaros aktyvumo epizodas galėjo būti sukeltas M32 galaktikos praskriejimo per Andromedos diską prieš ~ 210 Myr (Block et al., 2006).

Patvirtintas Johnson et al. (2017) atradimas, jog M31 galaktikos jaunų žvaigždžių spiečių (< 700 Myr) masės funkcija yra sutrumpinta – nustatyta charakteringa Schechter'io funkcijos masė lygi $M^* = (11.0_{-2.3}^{+3.5}) \times 10^3 M_{\odot}$. Be to, parodyta, jog šis parametras M^* palaipsniui didėja senesnių spiečių populiacijoms.

Iš žvaigždžių spiečių amžių pasiskirstymo galaktikos diske matyti, kad jaunesni spiečiai labiau koncentruojasi ties tankiomis žvaigždes formuojančiomis galaktikos spiralinių vijų zonomis. Tai rodo, jog dauguma žvaigždžių spiečių susidaro galaktikos vijose. Negana to, ši koreliacija išlieka matoma net iki ~ 400 Myr, o tai rodo, kad spiečių greičių dispersija yra labai maža. Iš gautų spiečių amžių pasiskirstymų įvertinta, jog spiečių radialinių greičių dispersija turėtų būti ne didesnė nei keli km/s. Tai eile mažesnės vertės, negu nustatyta pavienių žvaigždžių greičių dispersija M31 galaktikoje – nuo 30 iki 50 km/s (Quirk et al., 2019). Tai rodo, jog skirtingai negu pavienės žvaigždės, žvaigždžių spiečiai įgalina nustatyti žvaigždėdaros morfologijos kitimus galaktikos diske net per kelis šimtus milijonų metų.

SUMMARY IN ENGLISH

Introduction

Star formation is one of the major unsolved problems in astrophysics. Despite the fact that various empirical laws connecting star formation with different environmental parameters have already been determined, there is still no comprehensive and quantitative theory describing the entire process (McKee & Ostriker, 2007; Krumholz, 2014). In order to understand this process, even more detailed studies of the relationships between the formation of stars and the properties of their environment are needed.

The aim of this work is to study the influence of the environment on the formation of stellar populations in low-mass systems. To this end, the irregular dwarf galaxy Leo A and star clusters in the Andromeda galaxy were studied. The observations of the Hubble Space Telescope and the ground-based Subaru Telescope were used for the research. Stellar populations were studied by analysing photometric data of individual stars.

The Leo A galaxy studied in this work is low-mass, low-metallicity, has a relatively large amount of gas, and is isolated from other galaxies (McConnachie, 2012). Despite its large amount of gas, due to the low mass of this galaxy, the gas is spread over a wide area and has a low density. Furthermore, the isolation of this galaxy ensures that its star formation processes have not been affected by complex interactions with other galaxies. Moreover, its gas metallicity is one of the lowest among Local Group galaxies. Due to the small number of studies of such systems, star formation in such low-metallicity environments is not yet well understood (Latif & Schleicher, 2019). This makes this galaxy an excellent object of study to understand the functioning of as of yet poorly understood star formation processes in such environments.

The star clusters of the Andromeda galaxy were also studied in this work. This galaxy is the complete opposite of the dwarf galaxy Leo A. It is the largest galaxy of the Local Group, which has experienced various interactions with the surrounding galaxies throughout its lifespan (Kafle et al., 2018; Hammer et al., 2018). A galaxy of this size allows the study of star formation in a wide range of environments, from the dense, high-metallicity central parts to the sparse, low-metallicity outer regions. At the same time, comparing the obtained results with the analysis results of the isolated Leo A galaxy would help clarify the influence of galaxy interactions on star formation processes.

The objective of the thesis

The objective of the thesis is to investigate the influence of the environment on the evolution of stellar populations in low-mass systems.

The main tasks of the thesis

- Develop a method for determining the star formation history of dwarf galaxies.
- Investigate environmental influences on the formation of stellar populations in the dwarf irregular galaxy Leo A.
- Develop a method for determining parameters of star clusters based on photometric measurements of stars.
- Study the influence of different environments on the M 31 galaxy star cluster formation and evolution.

Statements to be defended

- A new method has been developed to reconstruct the 1D and 2D star formation history of dwarf galaxies based on multicolor photometric measurements of stars.
- The star formation history of the dwarf galaxy Leo A has been determined – most of the stars formed in the last 6 billion years and star formation occurred in bursts.
- Based on the reconstructed two-dimensional star formation history of Leo A, it was shown that the star-forming region gradually receded during the last ~ 300 million years.
- A new method has been developed to determine parameters of star clusters based on multicolor photometric measurements of stars.
- Ages and interstellar extinctions have been determined for 854 star clusters in the M 31 galaxy. A burst of star formation activity ~ 220 million years ago has been determined.

Contribution of the author

The author developed methods and programs to determine dwarf galaxy star formation histories and to derive parameters of star clusters. Based on the results of artificial star tests, he performed analysis of both methods; derived distributions of stellar photometry errors and survey completeness functions. The author determined the 1D and 2D star formation histories of the Leo A galaxy and derived an age-metallicity relationship. Together with co-authors he determined ages and interstellar extinctions for 854 star clusters in the M 31 galaxy and analysed these results.

1. STAR FORMATION HISTORY OF LEO A GALAXY

Dwarf galaxies are one of the most important components of the Universe despite their small mass. And not just because of all the types of galaxies, dwarf galaxies are the most. According to the currently prevailing theory of the cosmological constant and cold dark matter (Λ CDM), all large galaxies were formed by the merger of dwarf galaxies (stellar mass $M_* \leq 10^9 - 10^{10} M_\odot$). As a result, understanding the formation processes of dwarf galaxies would help to clarify the evolution of large galaxies as well. What's more, dwarf galaxies are the smallest and simplest of galaxies, making studies of their stellar populations one of the easiest ways to find out how the as of yet still not understood processes of star formation work.

One such galaxy is Leo A. It is a low-mass (stellar mass $M_* = 3 \pm 1 \times 10^6 M_\odot$ (Cole et al., 2014)) irregular dwarf galaxy in the Local Group. It is about 820 kpc ($m - M = 24.58$ mag (Lešćinskaitė et al., 2021)) from our Milky Way galaxy (MW) and also at similar distances from other Local Group galaxies (McConnachie, 2012). Therefore, it is believed that this galaxy has not interacted with others. This provides a unique opportunity to understand how dwarf galaxies form and evolve without external influence. According to the Λ CDM model, star formation in galaxies of similar mass should be suppressed after ~ 1 Gyr since the beginning of the universe due to reionization of hydrogen atoms (Benson et al., 2002; Sawala et al., 2016). As the first massive stars formed, their radiation gradually filled the universe and ionized the hydrogen atoms in the interstellar gas. Only high-mass ($M_{\text{DM}} > 10^8 - 10^9 M_\odot$) galaxies have enough gravity to attract such gas and start forming new stars from it (Finlator et al., 2017). The mass of Leo A is just at this limit, but even after reionization, star formation in it did not stop permanently (Cole et al., 2007). The discovery of RR Lyrae type variable stars (Dolphin et al., 2002) in the galaxy revealed the presence of a very old stellar population, more than 10 Gyr old. Meanwhile, the presence of ionized hydrogen (H II) regions proves the existence of young stars - less than 30 Myr.

Studies of star formation in the Leo A galaxy may also help unravel another unsolved problem in astrophysics – what determines the rate of star formation. More than half a century ago, Schmidt (1959) discovered the relationship between the star formation rate density and the gas density. Later, as the quality of the observations improved, Kennicutt (1989, 1998) showed a more detailed relationship between the star formation rate surface density Σ_{SFR} and the gas surface density $\Sigma_{\text{gas}} = \Sigma_{\text{HI}} + \Sigma_{\text{H}_2}$ (the sum of gas surface densities of neutral hydrogen HI and molecular hydrogen H₂):

$$\Sigma_{\text{SFR}} \propto \Sigma_{\text{gas}}^n, \tag{1.1}$$

where $n = 1.4 \pm 0.15$ in nearby spiral and starburst galaxies. In their honor, this dependence was named the Kennicutt-Schmidt law (hereafter KS law). Subsequent observations of local galaxies showed that this KS law is valid in environments where the gas surface density Σ_{gas} does not fall below a few $M_{\odot}\text{pc}^{-2}$ (Bigiel et al., 2008, 2010; Daddi et al., 2010; Kennicutt & Evans, 2012; Wong et al., 2013). Below this density value, the dependence steepens sharply – $n \simeq 2\text{-}3$ (Bigiel et al., 2008; Elmegreen & Hunter, 2015). It was observed that the surface density of neutral hydrogen saturates around this limit $\Sigma_{\text{HI}} \simeq 9 M_{\odot}\text{pc}^{-2}$ (Wong et al., 2013). This is explained by the fact that the gas becomes dense enough to protect the central regions of gas clouds from the disruptive effect of background UV radiation (Krumholz et al., 2008, 2009a; McKee & Krumholz, 2010). As a result, neutral hydrogen begins to efficiently bind to H_2 molecules. Below this gas density, the fraction of molecular hydrogen drops sharply and so does the star formation rate. Moreover, some analytical models show that this saturation limit depends on the metallicity of the gas (Krumholz et al., 2009a,b). The low metallicity slows down the formation of molecules (Glover & Clark, 2012b). Also, the amount of dust is reduced, which prevents a large part of the ionizing background radiation from destroying the resulting molecules (Rémy-Ruyer et al., 2013; Fisher et al., 2014; Hunt et al., 2014).

All this seems to indicate that the rate of star formation depends on the presence of molecules. However, in low-metallicity and low-density environments (dwarf galaxies and the edges of galactic discs), no traces of molecular hydrogen are detected at all. Nevertheless, star formation still occurs in these systems, albeit at a slower rate. The amount of molecular hydrogen in a gas is usually determined empirically by relating it to the amount of carbon monoxide CO molecules. However, this relation becomes very imprecise at low metallicities. Some authors argue that the amount of CO molecules depends much more on the gas density and metallicity than the amount of molecular hydrogen (Shetty et al., 2011; Shi et al., 2015; Hunt et al., 2015). Therefore, despite low or no CO, molecular hydrogen is still present in these environments. On the other hand, some theoretical models show that in extremely low-metallicity gas, stars can form directly from neutral hydrogen gas (Glover & Clark, 2012a; Krumholz, 2012). Elmegreen (2015, 2018) provided a dynamical model of star formation covering all gas density scales. According to it, the gas is constantly collapsing into stars or being dissipated by the feedback of young stars. The gas density and phase of the interstellar medium determine the rate of each of these processes relative to each other, resulting in different dependences of the star formation rate on gas density.

To solve these problems, it is necessary to study star formation in environments with the lowest gas density and metallicity, where the biggest differences between different models are visible. Such conditions are found in the dwarf

irregular galaxy Leo A: the metallicity of the gas reaches only $\sim 2\%$ of the metallicity of the Sun $\langle \text{[Fe/H]} \rangle = -1.67$ (Kirby et al., 2017), and the gas surface density in the disc does not exceed $\log \Sigma_{\text{HI}} < 1.5 \text{ M}_{\odot} \text{pc}^{-2}$ and in some places drops even to such low values as $\log \Sigma_{\text{HI}} \geq -0.5 \text{ M}_{\odot} \text{pc}^{-2}$ (Hunter et al., 2012). Therefore, using data from the ground-based Subaru Telescope and the Hubble Space Telescope (HST), we determined the integrated star formation history of Leo A throughout the age of the galaxy and the two-dimensional evolution of star formation in the galactic disc over the last few hundred million years.

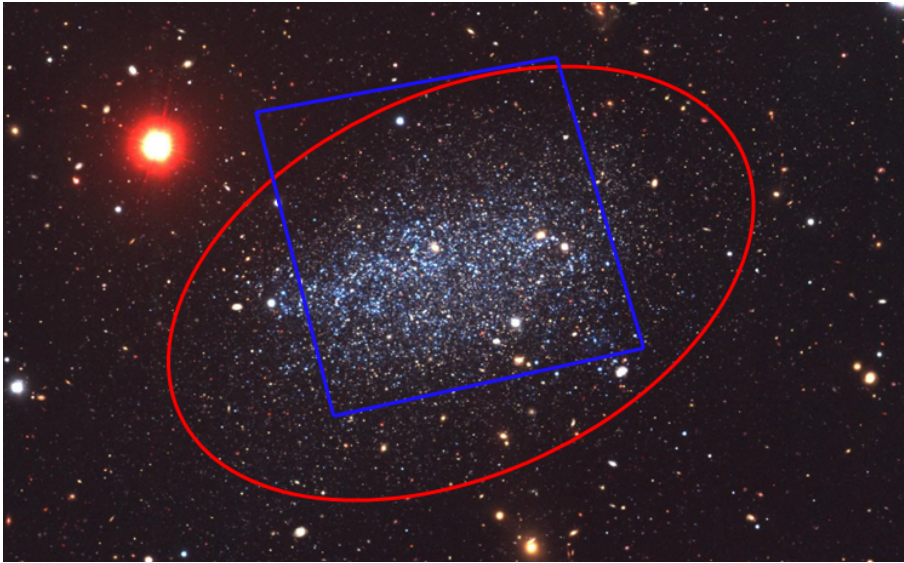
1.1. Leo A data

The study of star formation was carried out with the help of the HST ACS camera images (Cole et al., 2007) obtained during the LCID (Local Cosmology from Isolated Dwarfs) project and the photometry catalog obtained from the Suprime-Cam mosaic camera images made with the Subaru telescope Stonkutė et al. (2014). The latter catalogue covers the entire galactic disc and far beyond, but the quality of the measurements allows measuring stars only up to 24–25 mag. Meanwhile, the HST ACS measurements cover only part of the galactic disc (1.1 figure marked with a blue square), but the excellent image quality allows us to measure stars below the main-sequence-turn-off (MSTO) point of the oldest populations.

The Subaru Telescope’s Suprime-Cam camera photometry catalogue was used exclusively for studies of young ($< 500 \text{ Myr}$) stellar populations. Stellar measurements in all three photometric bands B , V and I were used. From the 20 583 objects in the initial catalog, only bright stars ($V < 24$) falling into an ellipse whose semi-major axis equals the Holmberg radius $a = 3'.5$ were selected for the study (Mateo, 1998) ($\sim 800 \text{ pc}$ marked in 1.1 fig. by the red ellipse, at a distance of Leo A $1' \equiv 230 \text{ pc}$). In addition, a handful of non-stellar objects were removed interactively. Finally, data from 2 412 stars were used for the study.

HST ACS observations in the $F475W$ and $F814W$ photometric bands are taken from the Mikulski Archive for Space Telescope (MAST)¹. The photos were processed by the online archive’s automatic algorithm: removed the bias signal, applied the uniform field correction and corrected the data for the charge transfer efficiency (CTE). Stellar photometry was performed using the DOLPHOT 2.0 software package (Dolphin, 2000). It automates the search for stars in digital images and their photometry based on point spread function (PSF) measurement. The stellar PSF was estimated using measurements of isolated reference stars. These are single stars in isolated parts of the image where there are no secondary objects to affect their light distributions. Next, the catalogue

¹<http://archive.stsci.edu>



1.1 pav.: A composition of images taken in three B , V and I photometric bands of the Leo A galaxy obtained with the Subaru Suprime-Cam camera (Stonkutė et al., 2014). The red ellipse (axis ratio $b/a = 0.6$, positional angle $PA = 114^\circ$) marks the Holmberg radius, where the surface light density in the photometric band B reaches $26.5 \text{ mag/arcsec}^2$. The semi-major axis of the ellipse is equal to $a = 3'.5$ ($\sim 800 \text{ pc}$) (Mateo, 1998), and the coordinates of the centre are $\alpha_{J2000} = 9^h 59^m 24.5^s$, $\delta_{J2000} = +30^\circ 44' 47''$ (Vansevicius et al., 2004). The field of HST ACS observations is marked with a blue square (Cole et al., 2007). North is up and east is to the left.

was cleaned from various background and poorly measured objects by applying various selection criteria. First of all, objects with signal-to-noise ratio less than $S/N < 5$ were rejected. Also, objects located closer than 8 pixels from the edges of the image were rejected, because the number of defects there is too high. After that, during visual screening, all objects that occurred on obvious background galaxies, bright Milky Way stars, or image defects were rejected. The catalogue was then cleaned of diffuse objects (e.g. background galaxies or multiple stars projecting into a single PSF) using the *sharpness* parameter of the photometry algorithm. This parameter indicates how well the object's profile matches the stellar PSF – wider profiles have positive *sharpness* values and narrower profiles have negative values. Only objects with $-0.2 < \textit{sharpness} < 0.2$ parameter values were left in the catalogue. Finally, objects with $F475W < 29$ were discarded, excluding the faintest objects with the largest measurement errors and the most affected by measurement completeness. After these selection steps, 125 401 objects remained in the catalogue.

In addition to stellar measurements, measurements of neutral hydrogen gas surface density in the galactic disc by Hunter et al. (2012) were used to study

1.1 lentelė: The parameters of the Leo A galaxy and their sources used in this work.

Parameter	Value	Reference
α, δ (J2000)	$9^h 59^m 24.5^s, +30^\circ 44' 47''$	Vansevicius et al. (2004)
PA	114°	Vansevicius et al. (2004)
b/a	0.6	Vansevicius et al. (2004)
Holmberg radius	$3'.5$	Mateo (1998)
A_B, A_V, A_I	0.075, 0.057, 0.031	Schlafly & Finkbeiner (2011)
A_{F475W}, A_{F814W}	0.068, 0.032	Schlafly & Finkbeiner (2011)
$(m - M)_0$	24.58 ± 0.04 (824 \pm 15 kpc)	Lešinskaitė et al. (2021)
M_*	$3.3 \times 10^6 M_\odot$	Kirby et al. (2017)
M_{HI}	$6.9 \times 10^6 M_\odot$	Hunter et al. (2012)
M/L_V	$20 \pm 6 M_\odot/L_\odot$	Brown et al. (2007)
$12 + \log(\text{O}/\text{H})$	7.38 ± 0.1	van Zee et al. (2006)
$12 + \log(\text{O}/\text{H})$	7.4 ± 0.2	Ruiz-Escobedo et al. (2018)
$\langle [\text{Fe}/\text{H}] \rangle$	$-1.67^{+0.09}_{-0.08}$	Kirby et al. (2017)

Labels: α, δ – equatorial coordinates of the centre of the Leo A galaxy; PA – the positional angle of the semi-major axis of the ellipse; b/a – the ratio of the semi-axes of the ellipse; Holmberg radius – the radius at which the surface brightness reaches 26.5 mag/arcsec²; $A_B, A_V, A_I, A_{F475W}, A_{F814W}$ – background extinction of the Milky Way; $(m - M)_0$ – real distance module; M_* – stellar mass; M_{HI} – mass of neutral hydrogen gas; M/L_V – mass to light ratio; $12 + \log(\text{O}/\text{H})$ – oxygen abundance in interstellar gas; $\langle [\text{Fe}/\text{H}] \rangle$ – average metallicity of red giant stars.

the star formation of Leo A. Also, various other Leo A parameters used are specified in the 1.1 table.

1.1.1. Subaru photometry errors and completeness

For detailed studies of star formation, it is necessary to know not only the brightness of the stars, but also the dependencies of the brightness measurement errors and completeness functions (what fraction of stars with specific parameters was not measured). The artificial star test (AST) method (Stonkutė & Vansevicius, 2015) was used to determine them. Using this method, light profiles of artificially generated stars are superimposed on galaxy images from which stellar photometry is derived. Then, the full photometry procedure is repeated and observed as the placed artificial stars are measured. In this way, after generating a large number of stars of various luminosity and colours and placing them in various locations of the galaxy images, it is possible to determine the dependences of the real star measurement errors and the completeness function on the brightness and colour of the stars and their position in the image (e.g., in denser locations of the images, more stars become overshadowed by

the background, which results in larger photometry errors).

For images from the Suprime-Cam camera of the Subaru telescope, artificial AST stars were placed in a $13' \times 9'$ quadrilateral field covering Leo A. This field spans the entire galaxy and beyond its halo. In this field, 8000 AST stars were placed in a grid order (100×80) with a distance of $\sim 7''$ between stars to avoid any overlap of the light profiles of the AST stars. This process was repeated a second time, doubling the number and density of AST stars. The second AST star grid was shifted diagonally – each coordinate shifted by $\sim 3.5''$. This procedure was repeated 34 times, yielding a separate box with 16 000 artificial AST stars for each of the 34 reference points in the CMD plot (1.2 fig.).

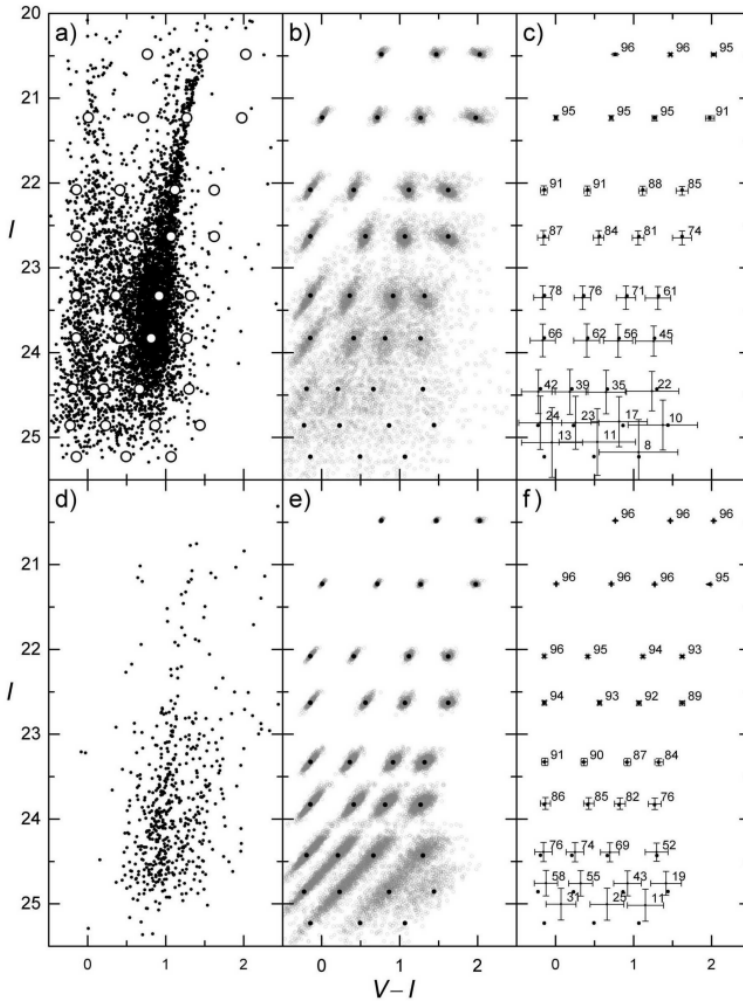
AST stars were fitted to the images using the DAOPHOT module (Stetson, 1987) in the IRAF software package (Tody, 1993). Artificial PSF models for each AST star are placed separately in each exposure frame. Then, a complete photometry procedure was performed for each of the 34 obtained photo sets with AST stars. This resulted in 34 separate star catalogs from which measurements of placed AST stars were selected.

In order to take into account, the dependence of measurement errors and completeness functions on the position in the image, the entire field covered by AST stars was divided into an ellipse covering the very centre of Leo A and into 16 concentric elliptical rings. The ellipses are centered at the centre of Leo A, the ratio of their semi-axes is $b/a = 0.6$ and the positional angle of the major axis is $PA = 114^\circ$. The semi-major axis of the central ellipse is $a = 25''$, and the width of all subsequent rings at the semi-major axis is $\Delta a = 25''$. The analyses of measurement errors and completeness described below were performed separately for each of these areas, thus obtaining dependencies not only on the position in the CMD diagrams, but also on the position in the image.

The completeness of the measurements was calculated using the assigned and measured AST star luminosities. For each CMD reference point (1.2 fig.) the measurement completeness value is calculated – the number of AST stars measured at that point with magnitudes measured in all three passbands (B , V , I) divided by the total number of stars generated at that point. In this way, the dependence of the completeness on the position of the star in the CMD diagram is obtained.

When evaluating the errors of star measurements, it was assumed that the form of the errors corresponds to a multidimensional normal distribution. Based on this assumption, error covariance matrices were determined separately for each CMD reference point using the assigned and measured AST star luminosities:

$$\Sigma_{xy} = N^{-1} \sum_{n=1}^N (m_{xn}^{\text{out}} - m_{xn}^{\text{in}})(m_{yn}^{\text{out}} - m_{yn}^{\text{in}}), \quad x, y \in \{B, V, I\}, \quad (1.2)$$



1.2 pav.: Results of AST tests for photometry of Leo A stars obtained from Subaru Telescope Suprime-Cam images (Stonkutė & Vanevičius, 2015). The upper diagrams (a, b, c) show results from an ellipse centered on Leo A. Ellipse parameters from Vanevičius et al. (2004) – semi-major axis $a = 2'$, semi-axis ratio $b/a = 0.6$, major axis positional angle $PA = 114^\circ$. In the lower plots are shown the AST results from the elliptic ring $5.3' < a < 6.0'$. AST stars are generated from 34 reference points - marked by white circles in diagram a, black dots in corresponding places in diagrams b, c, e and f. For each of these 34 reference points, 16 000 artificial AST stars were generated. Their measured data is represented by the gray dots in diagrams b and e. The errors of these measurements and the values of completeness are shown in diagrams c and f - the numbers indicate the values of the completeness function in percent. Measurements of real stars are represented by black dots in diagrams a and d.

where Σ_{xy} is an element of the covariance matrix of errors in column x and row y ; N – the number of all AST stars generated at the CMD reference point; x, y – denotes one of the three photometric bands B, V, I ; m_{xn}^{out} – the measured apparent brightness of the n th AST star in the x photometric band; m_{xn}^{in} – assigned apparent brightness of the n th AST star in the x photometric band.

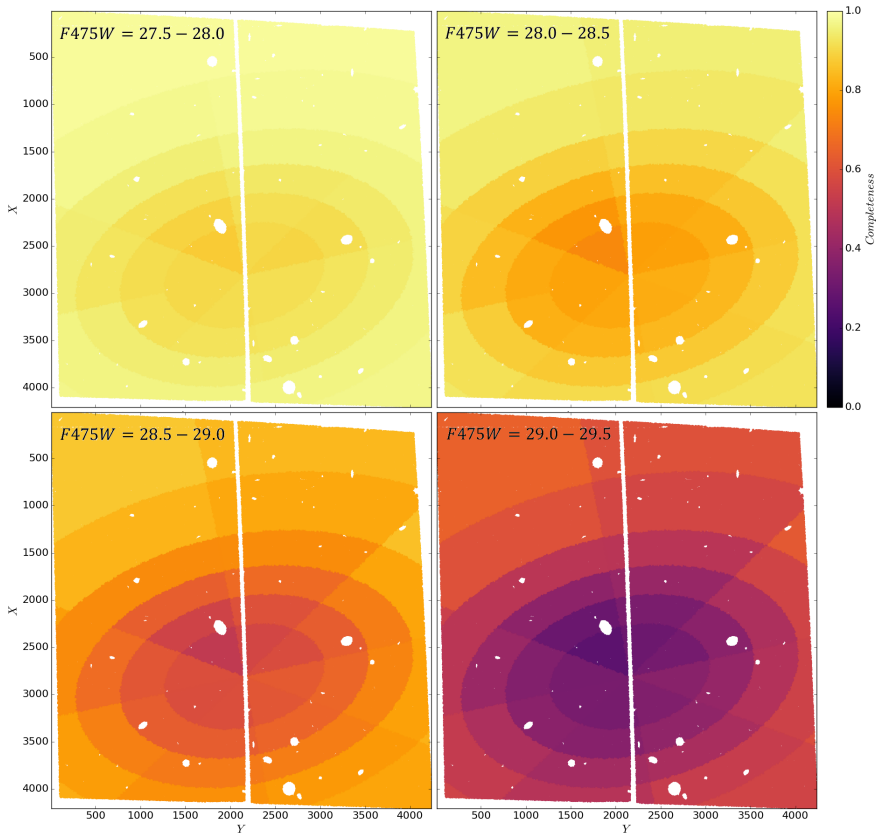
The errors and completeness values of specific real star measurements were calculated by linearly interpolating the covariance matrices and completeness values of the three nearest CMD reference points in the area of the photo where the star is located. It is necessary to note that it is not advisable to interpolate the error covariance matrices directly, due to the exponential growth of possible numerical errors. Therefore, instead of covariance matrices, their inverse matrices were interpolated. After that, the obtained matrix is inverted again and thus the interpolated covariance matrix is obtained.

1.1.2. HST photometry errors and completeness

For the HST ACS data, photometric errors and completeness functions were estimated using the AST method, analogously to the Subaru data (see 1.1.1 section). Only in this case, artificial AST stars are placed in the field by randomly selecting coordinates, thus evenly covering the entire field of observations. Also in the CMD diagram, stars are generated by randomly selecting initial magnitudes from the region $20 < F475W < 33$, $-2 < F475W - F814W < 5$, and not at specific reference points. In this way, the entire magnitude space of interest was evenly covered. A total of 1 780 265 AST stars were used for this.

Similarly, to the Subaru data, the field of observations was divided into a central ellipse with semimajor axis $a_0 = 45''$ and 5 rings with the following semimajor axis distances from the galactic centre: $a_1 = 45'' - 70''$; $a_2 = 70'' - 95''$; $a_3 = 95'' - 125''$; $a_4 = 125'' - 175''$; $a_5 > 175''$. The ratio of semi-axes of ellipses is $b/a = 0.6$ and the positional angle of the major axis is $\text{PA} = 114^\circ$. In addition, the central ellipse and each ring were further divided into 8 parts in the polar direction, as can be seen in the distributions of measurement completeness in the field of observations 1.3 fig. This arrangement of areas was chosen based on the variation in the concentration of Leo A stars, while maintaining a sufficient number of measured AST stars to obtain reliable estimates in each area. Analyses of measurement errors and completeness were performed separately for each of these areas.

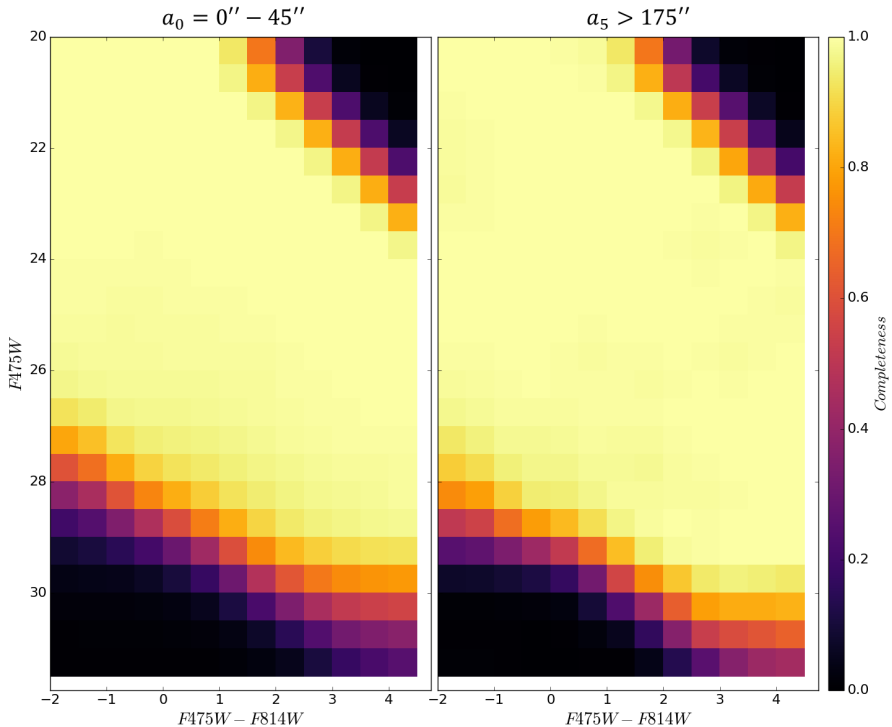
For completeness analysis, the magnitude space $20 < F475W < 33$; $-2 < F475W - F814W < 5$ was divided into $\Delta F475W \times \Delta(F475W - F814W) = 0.5 \times 0.5 \text{ mag}^2$ size cells (1.4 fig.). In each of these cells, the completeness values was calculated: the number of measured AST stars (i.e. magnitudes obtained in both photometric bands) divided by the total number of generated AST stars in that cell. In this way, the dependences of the completeness of star



1.3 pav.: Distributions of measurement completeness of Leo A stellar photometry from HST ACS images in the observed field at different $F475W$ magnitude values (indicated in the upper left corner of each plot). Completeness values are colour-coded according to the specified colour scale. The axes indicate the pixel coordinates of the CCD camera (1 pixel – $0.05''$). The ratio of semi-axes of ellipses is $b/a = 0.6$ and the positional angle of the major axis is $PA = 114^\circ$. White areas represent rejected measurement areas where reliable measurements are not possible – background object pollution or bad pixels. It can be seen that the completeness values decrease towards the centre of the galaxy, where the density of Leo A stars is higher.

magnitude measurements on the position of the star in the magnitude space (1.4 fig.) and in the observed field (1.3 fig.) were obtained. It can be seen that the completeness is smaller the closer the star is to the centre of the galaxy.

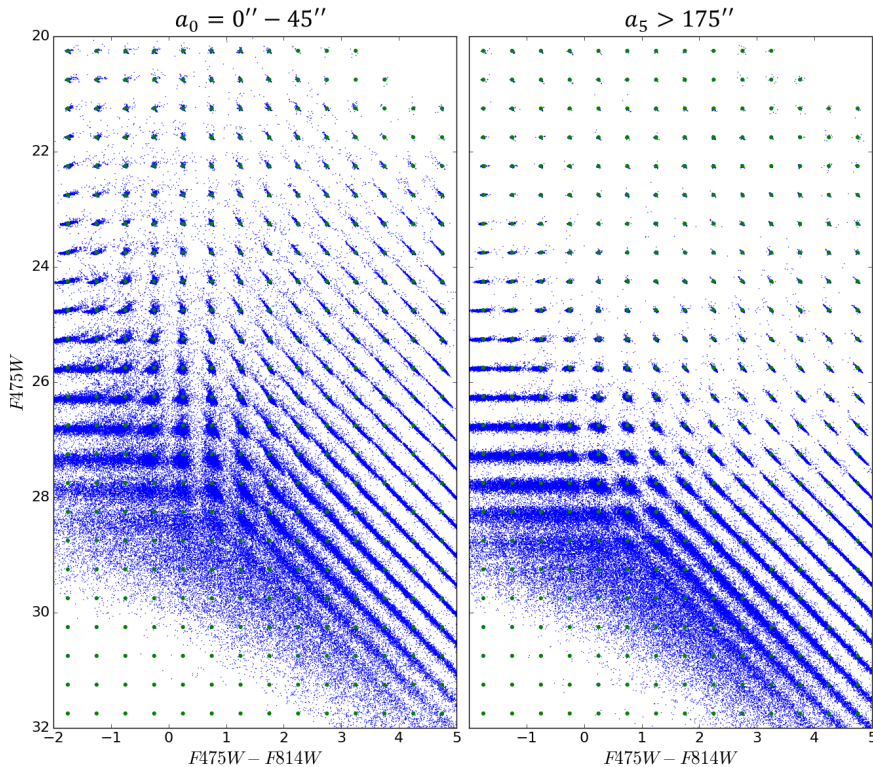
For error analysis, the magnitude space was also divided into an analogous grid with $0.5 \times 0.5 \text{ mag}^2$ sized cells. However, when analysing the photometric errors from the AST test results, it was noticed that the error distributions of less bright stars ($F475W > 25$) are highly asymmetric (1.5 fig.). As a result, the error distributions were not approximated by a normal distribution



1.4 pav.: Distributions of measurement completeness of Leo A stellar photometry from HST ACS images in CMD diagrams. The left diagram shows the completeness in the central ellipse with the semi-major axis $a_0 = 45''$. On the right - completeness in the farthest region from the centre, outside the ellipse with the semi-major axis $a_0 = 175''$. Completeness values are colour-coded according to the specified colour scale.

for the generation of artificial stars. Instead, the magnitude deviations of the artificial stars were randomly selected from the error distributions of the three nearest CMD bins derived from the AST star measurements. The probability of randomly selecting each of the three cells is linearly proportional to the distance of the star to the centre of the cell in the CMD diagram. Finally, randomly generated errors according to the two-dimensional normal distribution with $\sigma_{F475W} = \sigma_{F814W} = 0.01$ were additionally added to the obtained magnitude deviations. Thus, ensuring more evenly spread magnitude values.

Since only bright ($F475W > 25$) stars were studied for the analysis of the two-dimensional star formation history, errors approximated by two-dimensional normal distributions were used for them. The procedure for calculating the error covariance matrices was analogous to the procedures done for Subaru data described in Eq.1.2. Error values are linearly interpolated between the three nearest CMD cell centres.



1.5 pav.: Error distributions of the magnitude measurements of the artificial AST stars in the CMD diagram for photometry of Leo A stars done on HST ACS images. On the left, distributions in the central ellipse with the semimajor axis $a_0 = 45''$. On the right - completeness in the farthest region from the centre, outside the ellipse with the semi-major axis $a_0 = 175''$. Green points indicate the assigned positions of artificial AST stars, blue points - the results of photometric measurements of these stars. The errors are larger the closer the measured star is to the dense central galactic zone.

1.2. Populations of artificial stars

The method for determining the integrated star formation history described in this paper is based on the comparison of artificial stellar populations with measurements of real stars. Therefore, it is first necessary to discuss artificial star populations and their generation methodology.

Stars are not born one at a time. All star formation studies show that stars form in groups from collapsing and fragmenting giant molecular clouds (GMC) (McKee & Ostriker, 2007). It is assumed that in these clouds, before fragmentation begins, the gas is already fully mixed, i.e. the chemical composition is the same in all areas. As a result, stars formed from one GMC usually have the same chemical composition (metallicity) and age. Although, it should be men-

tioned that in recent years variations in the abundance of chemical elements have been observed between stars of the same population in globular clusters of the Milky Way (Carretta et al., 2009; Anderson et al., 2009; Bastian & Lardo, 2018).

Fragmentation of a collapsing GMC determines the masses of the forming stars (André et al., 2010). Even in the middle of the last century, it was noticed that the masses of stars follow a certain distribution (Salpeter, 1955). This distribution is called the initial mass function (IMF). Later observations showed that this distribution of the initial masses of stars is universal (Kroupa, 2001; Bastian et al., 2010). Although this process is not yet fully understood, it is believed that gas turbulence in the GMC cloud creates overdensities that initiate fragmentation (McKee & Ostriker, 2007). Next, each of these fragments collapses separately and forms a star in the centre, which ignites and blows out the remaining gas. Although only a small fraction of the entire gas cloud fragment gives rise to a new star, observations show that the shape of the mass distributions of these fragments closely resembles the stellar IMF (André et al., 2010). From this it can be concluded that the masses of the formed stars are directly proportional to the masses of the fragments from which they are formed. And since the formation of these fragments is caused by gas turbulence, it is believed that turbulence also determines the distribution of initial masses of stars.

Taking all this into account, each population of artificial stars can, in a simplified case, be described by three parameters: age, metallicity and initial mass of the entire population. The age and metallicity of each star in the artificial population will be the same as that of the entire population. However, the mass of each individual star must be different. As a result, the masses of the artificial stars are randomly generated according to the selected IMF function until their sum reaches a given value of the mass of the entire population.

This work used the IMF function determined by Kroupa (2001). It is a four-part power function that tells us what fraction of stars in a population are born with a given initial mass:

$$\begin{aligned}
 \text{IMF}(m) &= C_i m^{-\alpha_i}, \\
 \alpha_0 &= 0.3 \pm 0.7, & 0.01 \leq m/M_\odot < 0.08, \\
 \alpha_1 &= 1.3 \pm 0.5, & 0.08 \leq m/M_\odot < 0.50, \\
 \alpha_2 &= 2.3 \pm 0.3, & 0.50 \leq m/M_\odot < 1.00, \\
 \alpha_3 &= 2.3 \pm 0.7, & 1.00 \leq m/M_\odot < m_{\text{max}},
 \end{aligned} \tag{1.3}$$

here C_i are normalization constants, which ensure that $\int_{m_{\text{min}}}^{m_{\text{max}}} \text{IMF}(m) dm \equiv 1$; m is the initial mass of the star; M_\odot – mass of the Sun; m_{max} is the maximum possible mass of a star. The value $m_{\text{max}} \equiv 120 M_\odot$ was used in this work.

The mass of the artificial star is obtained by generating a random number

X that can take values between 0 and 1. Inserting this number into the inverse cumulative IMF function $\overline{\text{CIMF}}$ gives the initial mass of the star. This process is repeated until the sum of the masses of all generated stars equals or exceeds the target mass of the generated population. Since this is a stochastic process, the sum of the generated stellar masses is usually not exactly equal to the target population mass. However, randomly rejecting the last generated star with a probability of 50% ensures that at least the average generated mass of the population is equal to the target value.

The inverse cumulative IMF function $\overline{\text{CIMF}}$ is calculated as follows:

$$\begin{aligned}\overline{\text{CIMF}}(X) &= \text{CIMF}^{-1}(m) = M_*(X), \\ \text{CIMF}(m) &= \int_{0.08}^m \text{IMF}(m)dm,\end{aligned}\tag{1.4}$$

where M_* is the generated initial mass of the star.

Various star surveys of our Galaxy show that $\sim 50\%$ of stars are gravitationally bound to one or more companion stars (Raghavan et al., 2010; Sana et al., 2013; Tokovinin, 2014; Kobulnicky et al., 2014). Therefore, multiple star systems must also be taken into account when generating artificial populations. Nonetheless, observations show that the masses of companion stars do not follow the IMF function. The mass ratios of the companion and host star were found to follow a uniform distribution (Tokovinin, 2014; Kobulnicky et al., 2014). Following these research results, for half of the generated artificial stars chosen by random a companion star was also generated. For such artificial binary stars the calculated absolute magnitude values of both are summed and only then are the effects of photometric measurements simulated for them. This takes into account the effects of indistinguishable binaries for photometric measurements. The mass of the companion is generated according to the uniform mass ratio distribution: $q = m_1/m_0$; $0.2 < q < 1$. Companion masses are also included in the calculation of the total population mass.

Once the masses of all artificial stars are generated, their absolute magnitudes are then calculated using a bank of stellar evolution models. According to the given values of the age and metallicity of the artificial population, an isochrone with the same parameters is selected - a set of modeled absolute luminosities of a population of stars of the same age and metallicity. For each artificial star, the absolute magnitude values are calculated by interpolation of the stellar mass between the two isochrone points with the closest mass values. The bank of stellar evolution models used in this work is the PAdova and tRieste Stellar Evolutionary Code (PARSEC)-COLIBRI v1.2S² (Bressan et al., 2012; Marigo et al., 2017). Parameters of the isochrone bank used: for Subaru data - $\log(t) = 6.6 - 10.1$ with step $\Delta t = 0.05$ dex and $Z = 0.0008$; For HST

²<http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmd>

data $-\log(t) = 6.6 - 10.13$ with step $\Delta t = 0.01$ dex and metallicity interval $Z = 0.0001 - 0.0015$ with step $\Delta Z = 0.0001$.

Next, the distance modulus and the Milky Way extinction values in the direction of observations from the 1.1 table are added to the magnitudes of each artificial star, thus obtaining the apparent magnitudes of the stars as if they were in the Leo A galaxy. Due to the extremely low metallicity of the gas, the internal extinction effects of the Leo A galaxy are considered to be smaller than the measurement errors, so it was not taken into account. Given the dependence of the quality of real star measurements on the position of the star in the field of observations, positions were also randomly generated for each artificial star. Star positions are generated from a two-dimensional normal distribution of Leo A stars: centre coordinates $\alpha_{J2000} = 9^h 59^m 24.5^s$, $\delta_{J2000} = +30^\circ 44' 47''$, the standard deviation in the direction of the major axis of the ellipse is equal to $a = 3'.5$, the standard deviation in the direction of the minor axis, $b = 0.6 \cdot a$, the distribution is rotated according to the positional angle of the galaxy $PA = 114^\circ$ (Vansevičius et al., 2004; Mateo, 1998).

The resulting apparent magnitudes of artificial stars are further modified by simulating the effects of photometric measurements. For each artificial star, completeness values are calculated from the results of the AST tests according to the methodology described in sections 1.1.1 and 1.1.2. A random number between 0 and 1 is then generated for these stars. If the resulting number is greater than the completeness value assigned to the star, it is discarded and considered unmeasured. If the number is lower, the star is considered measured, thus simulating the effect of measurement completeness. Finally, random magnitude deviations are generated for the remaining stars according to the instructions in 1.1.1 sec. and 1.1.2 sec., thus simulating measurement errors. In this way, an artificial population of stars is obtained with the quality of the measurements corresponding to the photometric measurements of real Leo A stars.

1.3. Integrated star formation history of Leo A

1.3.1. The method for determining the integrated star formation history

Galaxies are large and complex systems made up of dark matter, various gases, and many different stars. When studying the star formation histories of other galaxies, the quality of modern observations does not yet allow reliable determination of their parameters for all stars. However, stars can be divided into populations of different ages and metallicities. In this way, the task of determining the star formation history of galaxies is simplified from studying many individual stars to finding the combination of stellar populations that best fits the observations.

The method used in this work to determine the integrated star formation history of a galaxy is based on the comparison of artificial stellar populations with data from photometric observations of stars. First, according to the methodology described in section 1.2, a bank of artificial stellar populations is generated, evenly covering all values of ages and metallicities that stars in the studied galaxy could have. To reduce unwanted stochastic effects, each population should be massive enough to uniformly fill the isochrone corresponding to its parameters. Next, the magnitude and colour space covering the observations is divided into many small cells with the help of an adaptive grid. For each grid cell, the number of observed stars falling into it is counted, as well as the number of stars in the bank of artificial populations. In this way, the number density distributions of real galaxy stars and artificial population stars in the measurement space are obtained.

By comparing these distributions in each cell, it is determined which areas generated too many or too few artificial stars. Accordingly, the masses of the corresponding artificial stellar populations are reduced or increased to better reproduce the observations. After adjusting the masses of each artificial population according to the obtained results, a set of artificial stellar populations is generated anew. Each population is generated 10 times and the mean star number density distribution of these realizations is calculated, thereby reducing stochastic effects. This distribution of stars in measurement space is again compared with measurements of real stars and the masses of the generated populations are again adjusted. This process is iteratively repeated until the chosen parameter defining the fit of star distributions stops changing.

The mass distribution of the artificial populations of the last iteration is chosen as the best solution of the integrated star formation history – i.e. how many stars were formed in the galaxy how many years ago and at what metallicity. The second half of all iterations is used to determine the confidence intervals of the results, thus partially taking into account the measurement er-

rors, parameter degeneracy and stochastic effects on the results. It should be noted that the determined masses refer to the mass of all stars formed at the time of birth of a given population, not the current mass of the population, since a significant number of stars must have gone supernova since then or lost some mass by shedding their outer layers in the late stages of their evolution.

For the comparison of artificial populations with observed stars, the measurement space is divided into many small cells using an adaptive grid. Using a uniform grid of small cells greatly increases the influence of stochastic effects on the determination of star formation in regions of low stellar abundance (e.g., late evolutionary stages). Therefore, the space of measurements should be divided into such a grid, the cells of which would include at least some defined minimum number of observed stars. To achieve this, first of all, the entire measurement space is divided into cells of equal size – in the case of Subaru data, the cell size used is $\Delta B \times \Delta V \times \Delta I = 0.1 \times 0.1 \times 0.1 \text{ mag}^3$ and for HST data, $\Delta F475W \times \Delta(F475W - F814W) = 0.075 \times 0.04 \text{ mag}^2$. Next, these cells are divided into groups based on stellar evolution: into the main-sequence (MS), the sub-giant branch (SGB), the red giant branch (RGB) and the remaining evolutionary stages into one more group. Each cell is assigned to one of these groups according to which type of stars it contains the most, by dividing the stars from the original bank of artificial populations. Cells that do not contain any artificial population stars are removed and not used further. Therefore, it is important that the initially generated star bank covers all areas of the measurement space where there are any real stars.

Cells of the same group are merged until at least 3 observed galaxy stars fall into the new cell or until 4 consecutive connected cells contain no observed stars. This process starts with the cell with the brightest magnitude (in the case of colours, the bluest) and continues by checking and adding up the cells in succession, changing one coordinate up to three times. After that, the second coordinate is changed and the cells are checked, again changing the first coordinate up to three times in a row. Analogously, once the second coordinate is changed three times in a row, the third coordinate is changed next. In a general case, following this procedure, the grouping of cells can also be done in measurement spaces with more than three dimensions.

Next, for each cell of the newly formed adaptive grid, the numbers of stars of the observed galaxy and artificial stars residing in the cell are counted. The ratio of the numbers of real and artificial stars indicates the mass correction of the artificial population – by how much the mass of the artificial population whose stars fall into that cell should be increased or decreased in the next iteration. However, the stars in each artificial population are distributed over many cells. Therefore, the mass correction for a specific artificial population is calculated as the average of all cells containing stars of the corresponding population. And the number of stars in the cell is used as the weight of the

mass correction corresponding to that cell. The value of the specific artificial population mass for the next iteration is calculated as follows:

$$M_{j+1}(Z, t) = M_j(Z, t) \times \frac{\sum_i^N \frac{r_i}{k_{ji}} n_{ji}(Z, t)}{\sum_i^N n_{ji}(Z, t)}, \quad (1.5)$$

here $M_j(Z, t)$ is the mass of the artificial stellar population of metallicity Z and age t at iteration j ; N – the total number of adaptive grid cells; r_i – the number of real galaxy stars in the i -th cell; k_{ji} – the total number of stars of all artificial populations in the i -th cell in the j iteration; $n_{ji}(Z, t)$ – the number of stars of the artificial population of metallicity Z and age t in the i -th cell in the j iteration.

1.3.2. Method tests

To evaluate the reliability of the developed method, tests were performed with artificial star populations. Application limits were checked separately for Subaru and HST data.

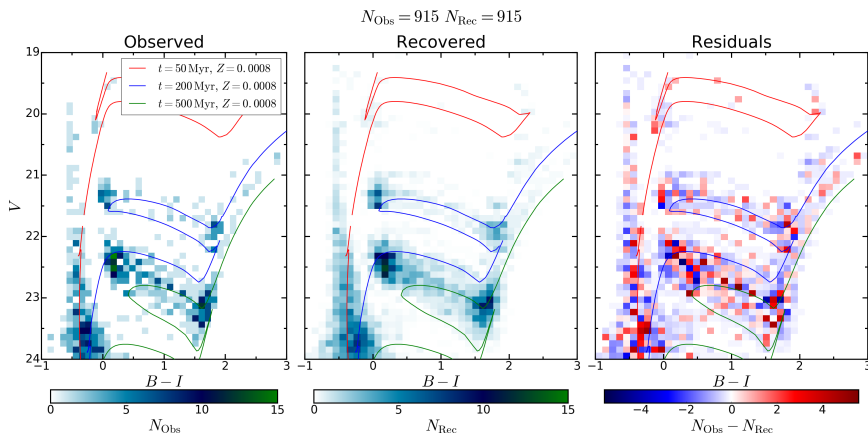
The reliability of the method, when applied to Subaru telescope data, was verified by applying it to an artificial galaxy with four populations of stars of different ages and masses (see 1.6 fig.). The populations were generated according to the methodology described in the 2.2 section, artificially simulating the quality of the photometry data of the Subaru observations. All the stars generated in this test are younger than 500 Myr, as the Subaru observations allow us to distinguish only stars younger than 1 Gyr and RGB sequence stars. However, the dependence of the magnitude of the stars in the RGB sequence on their age is extremely weak - the changes are much smaller than the photometric errors, so it is impossible to reliably determine their age from these observations. As a result, the Subaru data were used only for studies of young $t < 500$ Myr stellar populations. At the same time, populations of similar ages were generated for the tests with star formation maxima at ages 10, 60, 170 and 375 Myr and spread out to younger and older ages (see 1.7 fig.). This was done to simulate four realistic bursts of star formation, the duration of which decreases with time. All four populations are generated with the same metallicity $Z = 0.0008$ corresponding to the current gas chemical composition of the Leo A galaxy van Zee et al. (2006).

As can be seen from the test results 1.6 and 1.7 fig., the method accurately reproduced the position and height of all four star formation maxima and even the shape of their propagation with small deviations. In addition, the number density distribution of artificial stars in magnitude space is quite accurately reproduced. Also, the total initial mass of the generated populations is exactly recovered: given value – $3 \times 10^5 M_\odot$, derived value – $(3 \pm 2) \times 10^5, M_\odot$. These test results show that the developed method can reliably determine the integ-

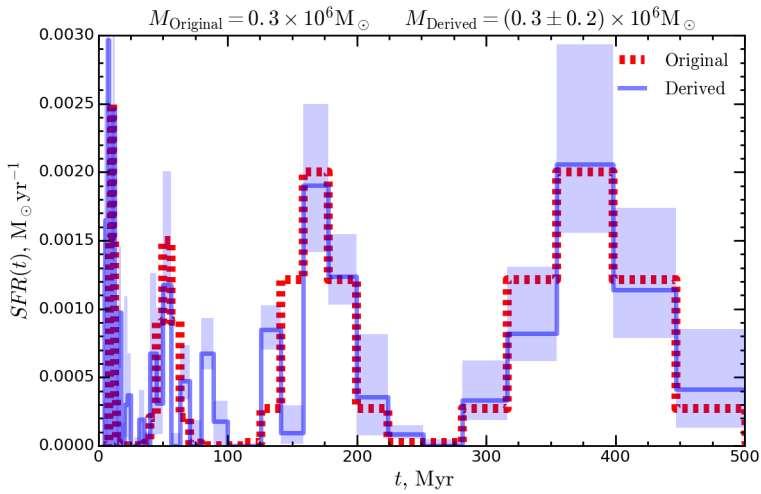
rated star formation history of the Leo A galaxy over the last 500 Myr using the Subaru observations.

The reliability of the method for the application to HST ACS data was also verified by applying it to an artificially generated galaxy with six stellar populations of different ages, masses and metallicities (see 1.6 fig.). The artificial stellar populations of the galaxy are generated according to the methodology described in section 1.2. The quality of the HST data allows the separation of stars of all ages, so for the tests stellar populations were generated with star formation maxima spread from the youngest to the oldest ages: maxima centered at $-\log(t) = 7.2, 7.7, 8.3, 8.7, 9.2, 9.9$ (see 1.7 fig.). To simulate the chemical evolution of the galaxy, the populations are generated with different values of metallicities growing over time: $Z = 0.0001, 0.0002, 0.0004, 0.0006, 0.0008, 0.0009$ (from youngest to oldest, see 1.7 fig.).

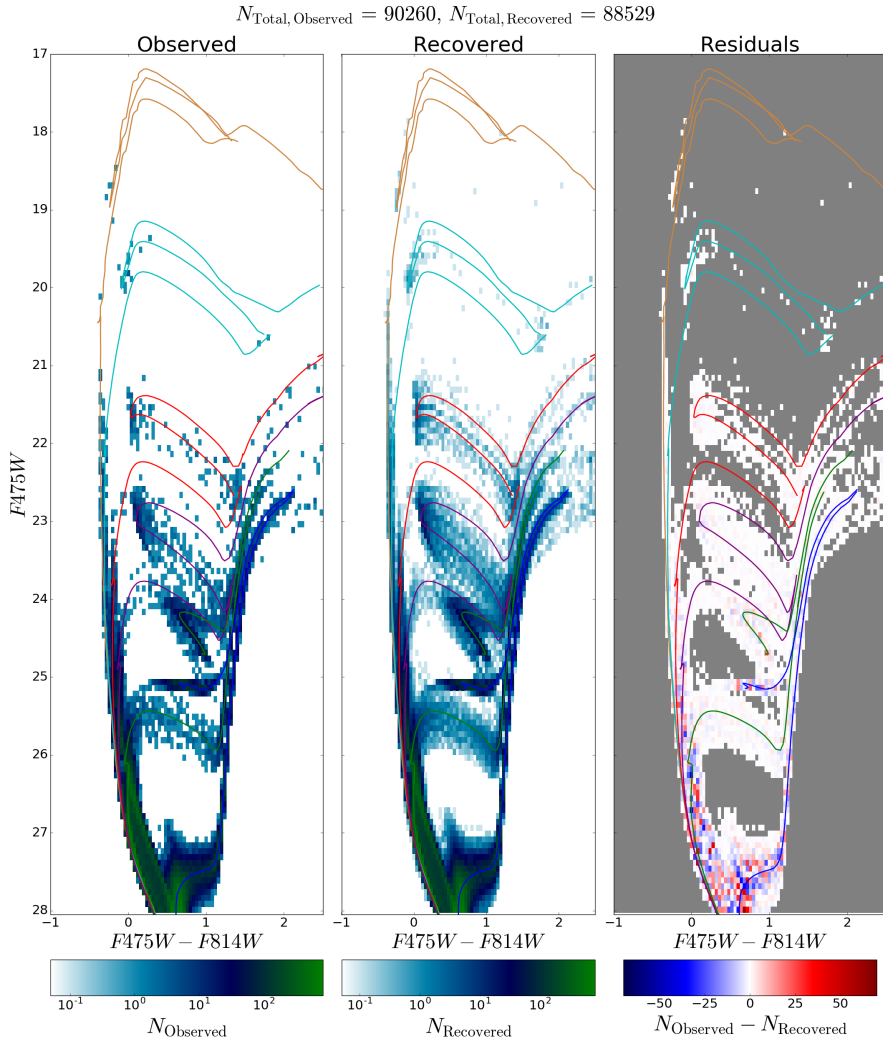
The results of this test show that the developed method is capable of reproducing the integrated star formation history covering the entire life of the galaxy and the age-metallicity relationship, using data of the quality of HST ACS observations (see 1.6 and 1.7 fig.). The method quite accurately reproduced the positions of all six stars formation maxima and their spread. The dependence of the metallicity of the stars on their age is also reproduced with small deviations. And the initial mass value of the stellar populations is very accurately recovered: given mass $- 4.4 \times 10^6 M_{\odot}$, recovered mass $- (4.4 \pm 0.1) \times 10^6 M_{\odot}$.



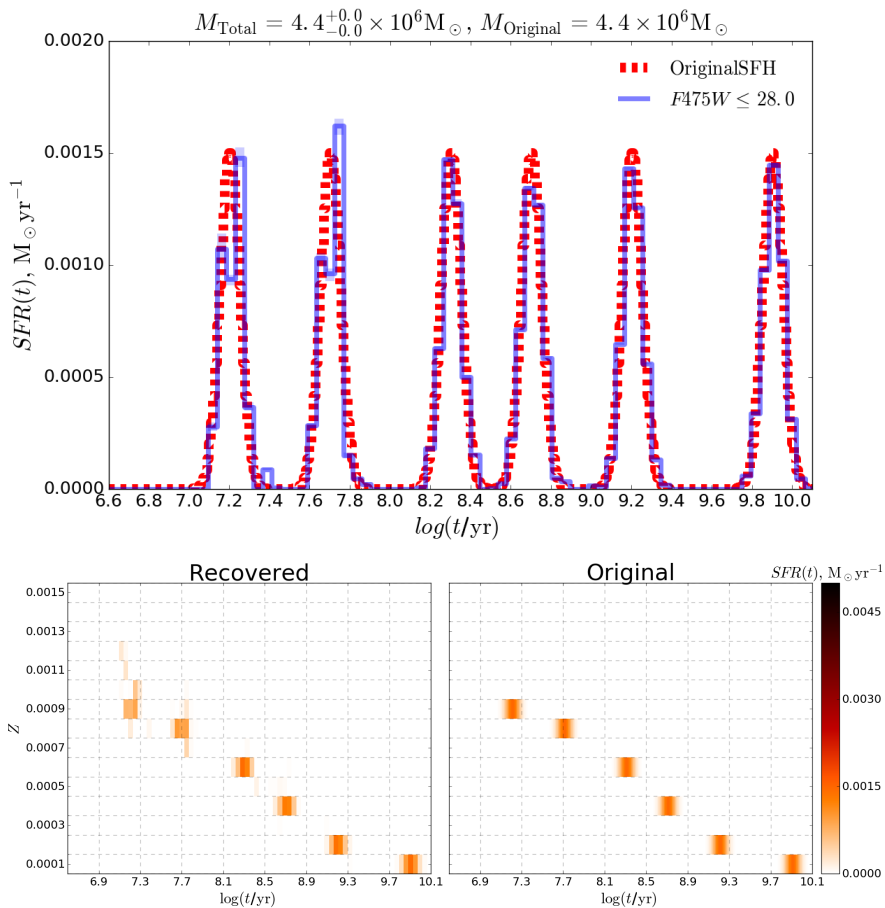
1.6 pav.: Results of the star formation history determination tests for four artificial stellar populations generated by matching the quality of the Subaru telescope observations. On the left is shown the stellar number density distribution in the CMD diagram of the four artificial populations for which the star formation history was determined (915 stars in total). In the middle – the reconstructed stellar number density distribution – the average of ten realizations of the reconstructed star formation history (reconstructed number of stars – 915). On the right, the differences between the studied star distribution and the reconstructed one. In all three CMD diagrams bin values are colour-coded according to the corresponding colour scales below. For reference, a red, blue, and green lines were drawn representing isochrones of three ages: 50, 200 and 500 Myr, respectively.



1.7 pav.: Star formation rate dependence on stellar age of an artificial test galaxy with four stellar populations and its reconstructed star formation history. The red dashed curve shows the real star formation history of the studied artificial galaxy. The blue curve is the reconstructed history of star formation. Light blue areas are the confidence intervals of the results. The true initial mass of the stellar populations of the studied galaxy is $M_{\text{Original}} = 3 \times 10^5 M_{\odot}$. The derived initial stellar mass – $M_{\text{Derived}} = (3 \pm 2) \times 10^5 M_{\odot}$.



1.8 pav.: Results of the star formation history determination test with artificial stellar populations matching the quality of the HST ACS observations. On the left, the stellar number density distribution in the CMD diagram of the six artificial populations for which the star formation histories were determined (90 260 of the total stars). In the middle – the reconstructed stellar number density distribution – the average of ten realizations of the reconstructed star formation history (reconstructed number of stars – 88 529). On the right, the differences between the studied star distribution and the reconstructed one. The colours of the cells indicate the number of stars according to the colour-scales below. Isochrones representing the maxima of star formation of six populations are represented by lines of different colours: yellow – $\log(t) = 7.2, Z = 0.0009$; cyan – $\log(t) = 7.7, Z = 0.0008$; red – $\log(t) = 8.3, Z = 0.0006$; violet – $\log(t) = 8.7, Z = 0.0004$; green – $\log(t) = 9.2, Z = 0.0002$; blue – $\log(t) = 9.9, Z = 0.0001$.



1.9 pav.: Test results with an artificial galaxy with stellar data generated by simulating the quality of HST ACS observations. Top: The reconstructed star formation history is indicated by the blue line. The red dashed line represents the actual star formation history of the galaxy. The initial mass of the star population of the artificial galaxy is $4.4 \times 10^6 M_{\odot}$. Its recovered value is $(4.4 \pm 0.1) \times 10^6 M_{\odot}$. Bottom left: reconstructed galaxy age-metallicity relation. Bottom right: actual age-metallicity relation. The value of the star formation rate at a specific age and metallicity value is colour-coded according to the specified colour scale.

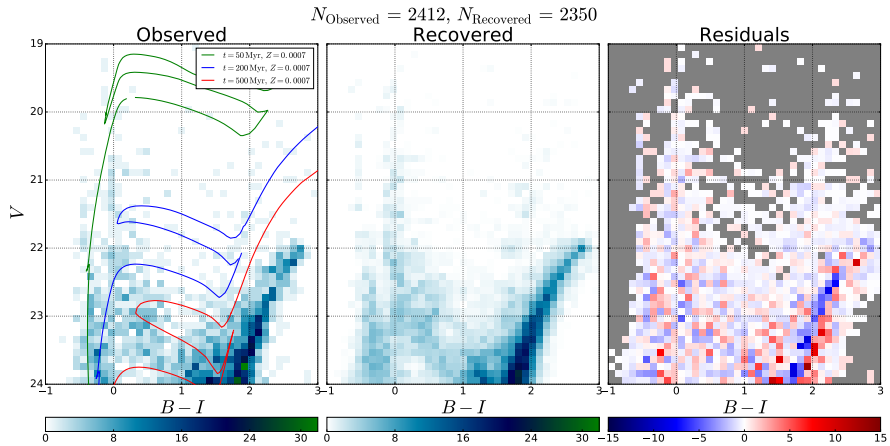
1.3.3. Leo A integrated star formation history results

Using the method described in section 1.3.1, the integrated star formation history of the dwarf galaxy Leo A and the age-metallicity relationship were determined.

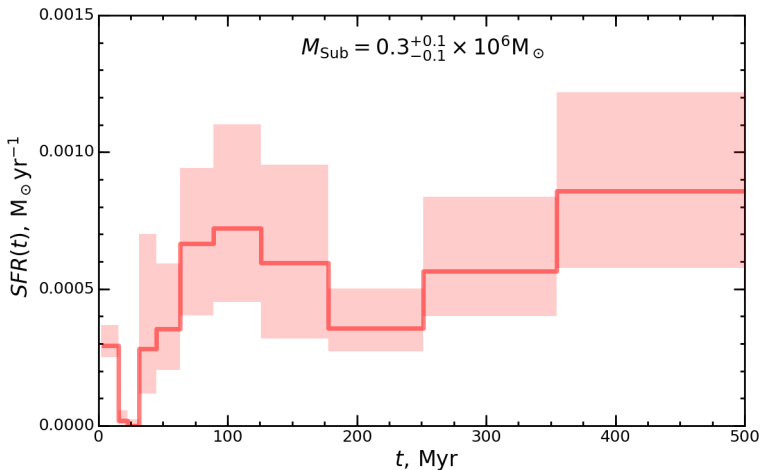
Using galaxy-wide observations from the Subaru Telescope’s Suprime-Cam camera, the star formation history of the past 500 Myr has been determined (1.10 and 1.11 Figs.). The recovered star formation history shows three episodes of star formation activity occurring ~ 10 , ~ 70 -170, and ~ 400 -500 Myr ago. These results support the bursty star formation scenario (Teyssier et al., 2013; Oñorbe et al., 2015). According to it, intense star formation in dwarf galaxies stops the formation of new stars by heating and dissipating the interstellar gas. In this way, new stars cannot form until the gas has cooled and condensed again. Thus, each episode of intense star formation is followed by a period of rest, which is followed by another episode of active star formation. This process repeats itself in the galaxy until there is not enough gas left for new stars to form. Furthermore, the durations of star-forming and quiescent episodes become shorter as the galactic gas reserves decrease. The lower the amount of gas in a galaxy, the easier it is to be affected by the reverse processes of star formation. Similar bursty star formation episodes, only for older Leo A populations, were also detected by Cole et al. (2007) and Ruiz-Lara et al. (2018).

The star formation history of Leo A throughout its lifetime has been reconstructed using better-quality observations from the HST Space Telescope’s ACS camera (1.12 and 1.13 fig.), although they don’t cover the entire galactic disc. The determined mass of the stars formed in Leo A during its lifetime $M_* = 3.3^{+2.7}_{-1.3} \times 10^6 M_\odot$ agrees with the estimates of other authors (Cole et al., 2007, 2014; Kirby et al., 2017). According to the recovered star formation history, Leo A has formed most of its stars ($\sim 80\%$) only in the last 6 Gyr. Although before that, star formation took place constantly, but at a very low pace. Also, the results confirm the existence of an old >10 Gyr, but not very massive, population, thus complementing previous authors’ conclusions about the existence of the oldest population (Dolphin et al., 2002; Cole et al., 2007; Ruiz-Lara et al., 2018).

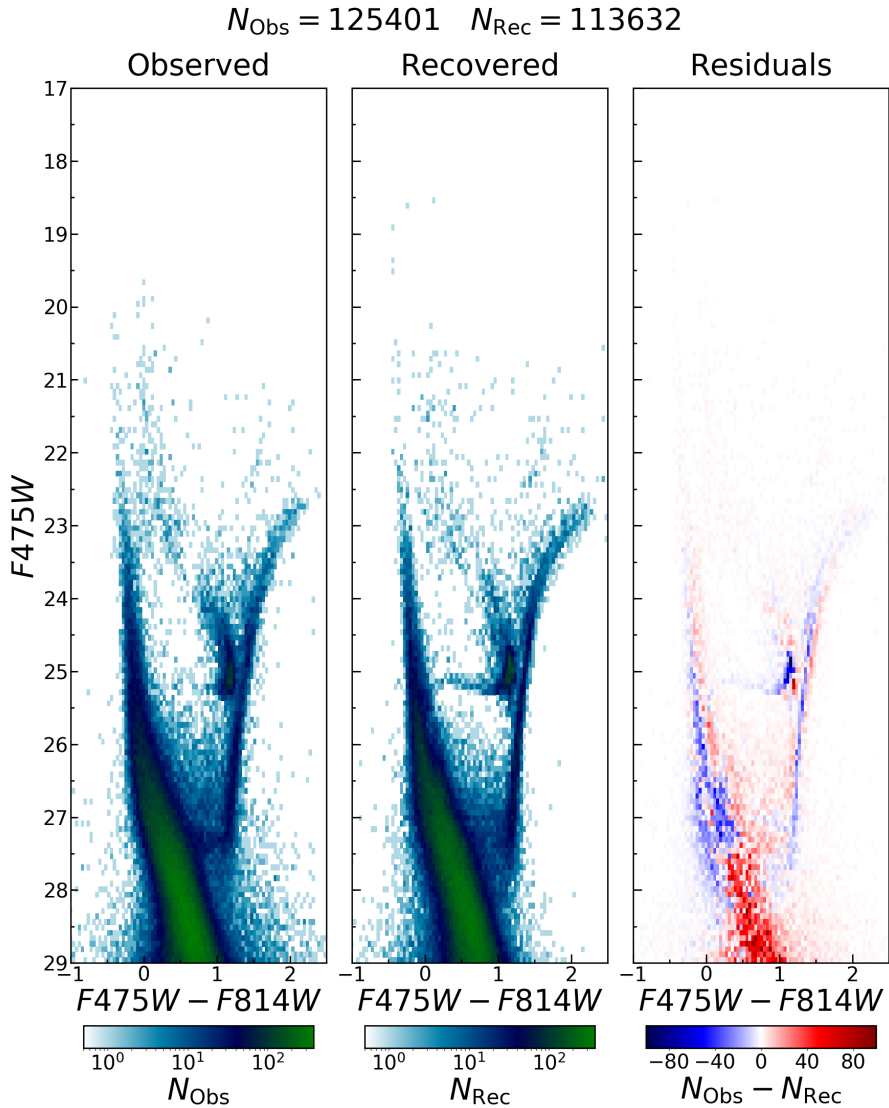
Such a late start of star formation in the Leo A galaxy cannot be explained by the lack of gas to fuel star formation, since this galaxy still has a large reserve of gas that has not been transformed into stars (Hunter et al., 2012). Furthermore, Leo A is an isolated galaxy, and as a result it could not have accumulated all of its gas until early in its formation. For these reasons, it is more likely that only a small fraction of Leo A’s gas could have participated in star formation in the beginning. The rest was probably heated by UV background radiation or supernovae explosions and remained in the halo for a



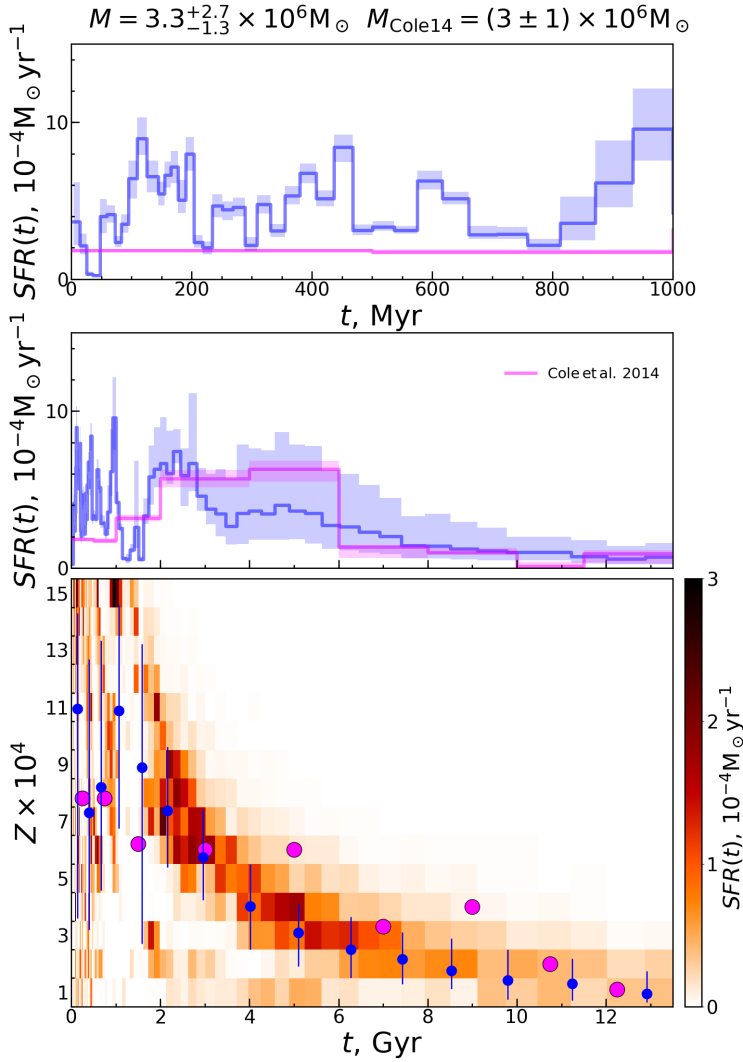
1.10 pav.: Data from observations of stars in the Leo A galaxy with the Subaru telescope and their reconstruction according to the recovered star formation history. Left – Leo A stellar number density distribution in the CMD (2412 stars used for the entire study). In the middle – the reconstructed stellar number density distribution – the average of ten realizations of the reconstructed star formation history (number of recovered stars – 2350). Right - differences between the Leo A stellar distribution and the reconstructed one. The colours of the cells indicate the number of stars according to the colour scales below. For reference, the red, blue and green curves represent isochrones of three ages: 50, 200 and 500 Myr, respectively.



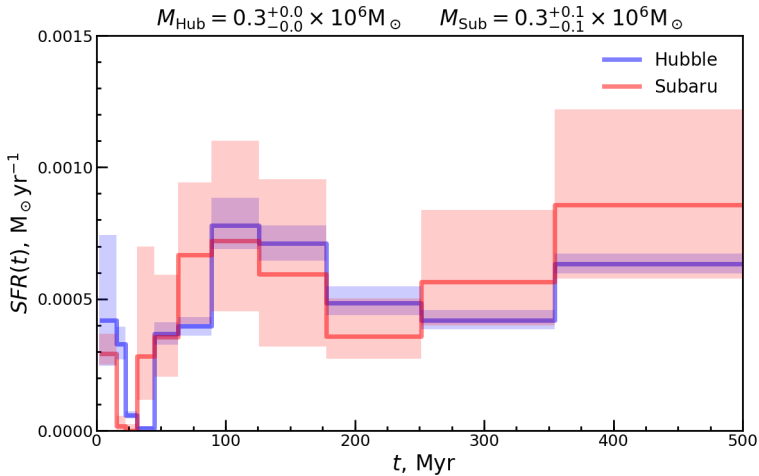
1.11 pav.: Reconstructed star formation history of Leo A over the past 500 Myr using observations from the Subaru Telescope. The blue areas represent the uncertainty limits of the results. The total stellar mass formed in the last 500 Myr is determined to be $3^{+0.2}_{-0.1} \times 10^5 M_{\odot}$. Three episodes of star-forming activity are seen, with maxima at population ages of 10, 100 and 400 Myr.



1.12 pav.: ACS data from HST observations of stars in the Leo A galaxy and their reconstruction based on the determined star formation history. Left – Leo A stellar number density distribution in the CMD (125401 stars used for the entire study). In the middle – the reconstructed stellar number density distribution – the average of ten realizations of the reconstructed star formation history (number of recovered stars – 113632). Right - differences between the Leo A stellar distribution and the reconstructed one. The colours of the cells indicate the number of stars according to the colour scales below.



1.13 pav.: Reconstructed star formation history and age-metallicity relationship of Leo A using data from HST ACS observations. Top - reconstructed star formation history over the past 1 Gyr (blue curve). In the middle - during the entire lifetime of the galaxy. The purple curve represents the star formation history of Leo A obtained by Cole et al. (2014). At the bottom, the restored age-metallicity relation. The value of the star formation rate at a given age and metallicity is colour-coded according to the given colour scale. The blue points indicate the stellar mass-weighted mean metallicity at the corresponding age intervals. The purple dots indicate the age-metallicity relation obtained by Cole et al. (2014) for the Leo A galaxy.



1.14 pav.: Comparison of the reconstructed star formation histories of Leo A over the last 500 Myr using different observations from: the Subaru telescope (red curve) and the Hubble telescope (blue curve). All markings are the same as in ?? fig. To compare the results, the star formation history determined with the Hubble data is integrated with the same logarithmic step as in the case of Subaru results. It can be seen that the results obtained using the data of different telescopes agree quite well with each other.

long time. Only 6 Gyr ago, after a long cooling period, it cooled enough to settle in the central parts, where active star formation could finally ignite.

The star formation histories over the last 500 Myr obtained using Subaru and HST telescope observations were compared as shown in 2.14 fig. For comparison purposes, the results obtained with the HST data are integrated with the same logarithmic step as in the Subaru case. It can be seen that the star formation histories obtained in both cases are in good agreement with each other, despite the fact that the results were obtained using observations from very different telescopes. Such a match only confirms the reliability of the recovered star formation story.

The reconstructed star formation history consists of many episodes of intense star formation of varying duration, always followed by a quieter period. This result extends previous conclusions from the analysis of the Subaru data that star formation occurs episodically. In addition, these results confirm the bursty star formation episodes identified by Cole et al. (2007) and Ruiz-Lara et al. (2018), which occurred 2 and 5 Gyr ago. Such bursty star formation should be characteristic of all dwarf irregular galaxies, as confirmed by galaxy simulations. Dwarf galaxies modeled according to the currently prevailing Λ CDM theory have large concentrations of dark matter in the galactic centres if feedback processes of baryonic matter are not sufficiently taken into account.

Meanwhile, most observations of the gas velocity dispersion of low-mass galaxies do not show such compactions in the dark matter density profiles. One solution to this discrepancy is the use of bursty star formation episodes in modeling such galaxies (Teyssier et al., 2013; Oñorbe et al., 2015). When bursty star formation is modeled in small galaxies, stellar feedback constantly pushes gas away from the galactic centre, which in turn carries away dark matter through gravitational interactions and prevents it from accumulating in the galactic centre. In this way, the reconstructed dark matter density profiles correspond much better to observations of real galaxies.

The high resolution and small errors of the HST ACS measurements made it possible to determine the detailed Leo A age-metallicity relation shown in 1.13 fig., without using any prior constraints on the galaxy’s chemical evolution. The obtained distribution of star formation history from the age and metallicity of the stellar populations corresponds to the results of previous authors (Cole et al., 2007; Ruiz-Lara et al., 2018; Cole et al., 2014) and reveals previously undetected additional details. The average stellar metallicity of the galaxy was extremely low at the beginning ($Z \leq 0.0001$) but increased with each star formation episode. Nevertheless, due to the low overall rate of star formation, the stellar metallicity has increased only slightly. The obtained average metallicity of the youngest stars is only $Z = 0.0011$ and match the measurements of the chemical composition of the galactic gas (van Zee et al., 2006; Ruiz-Escobedo et al., 2018). However, several stellar populations (ages $t < 800$ Myr and $1.8 < t < 5$ Gyr) have been identified with lower metallicity values than most other populations formed at that time. Kirby et al. (2017) measured the metallicities of several dozen Leo A stars and found similar results for some stars. In addition, their statistical analysis of the distribution of stellar metallicities showed that during the star formation episodes ($t < 6$ Gyr) additional non-enriched gas from the intergalactic space should have fallen into Leo A. The lower metallicity populations found confirm this assumption. The appearance of these populations exactly 5-6 Gyr ago at the same time supports the hypothesis that intense star formation in Leo A started only 6 Gyr ago, when the hot halo gas finally cooled down and fell into the galaxy. Furthermore, the continuous creation of these relatively low-metallicity populations over the last 6 Gyr suggests that the process of gas cooling and infall from the galactic halo is still ongoing to the present day.

1.4. The two-dimensional star formation history of Leo A

1.4.1. A method for determining the 2D star formation history

One of the most important factors shaping galaxy morphology is star formation. Feedback from newly formed stars (such as stellar winds, UV radiation, and supernova explosions) strongly affects the surrounding interstellar medium. Supernova explosions or a cluster of massive stars can blow away the surrounding gas, creating huge voids of low-density interstellar medium and compaction shells (Weisz et al., 2009; Bastian et al., 2011; Cannon et al., 2011; Pokhrel et al., 2020). While the next generation of stars is already forming in the heavily altered interstellar medium, it in turn also affects the gas from which the next generation will form. In this way, the distribution of star formation in the galaxy is constantly changing. However, each such star-forming episode leaves a trail of star populations that is not so easily dispersed by subsequent star-forming bursts and which can reveal past changes in the morphology of the previous star formation. Stellar structures in dwarf galaxies can persist unmixed for more than a few hundred million years (Bastian et al., 2011). Therefore, studies of young stars can reveal the history of the galaxy’s star formation morphology over the past few hundred million years.

A new method based on probabilistic stellar parameterization was developed to determine the two-dimensional star formation history of galaxies. The measurements of each studied star are compared with a bank of theoretical stellar evolution models (isochrone bank) and a probability distribution is determined for the star to have specific parameters - age, metallicity, mass, etc. Using these probability distributions of stellar parameters and taking into account the position of each star in the galaxy, the distributions of star populations of different ages in the galaxy are obtained. After taking into account the influence of measurement completeness on each star population and calculating from stellar evolution models, what part of the star population is already extinguished, the full initial mass of each population is restored. In this way, the distribution of the initial stellar mass in time and space is recovered - the two-dimensional history of the galaxy’s star formation.

The probabilities of stars having specific parameters are calculated by comparing the magnitude measurements of the star with each isochrone point of the corresponding parameters. Assuming that the magnitude measurement errors follow a normal distribution, the probability of the studied star having the parameters (A_V, Z, t, m_i) is equal to:

$$P(A_V, Z, t, m_i) = C(x, y, \mathbf{I}_i) \frac{\exp(-\frac{1}{2}(\mathbf{F} - \mathbf{I}_i)^T \boldsymbol{\Sigma}^{-1}(\mathbf{F} - \mathbf{I}_i))}{\sqrt{(2\pi)^k \det \boldsymbol{\Sigma}}} \int_{(m_i + m_{i-1})/2}^{(m_i + 1 + m_i)/2} \text{IMF}(m) dm, \quad (1.6)$$

where A_V is the differential extinction value; Z – metallicity; t – age; \mathbf{I}_i – the magnitude vector of the i -th point of the isochrone of age t and metallicity Z which is reddened by the extinction of A_V ; m_i – the value of the initial mass of the star of the i -th point of the isochrone; $C(x, y, \mathbf{I}_i)$ – the value of the measurement completeness function calculated according to the values of the magnitude vector \mathbf{I}_i and the position of the star under study (x, y) in the field of observations; \mathbf{F} – magnitude vector of the studied star $\mathbf{F} = \{F_1, F_2, \dots, F_k\}$; k – length of vector \mathbf{F} ; Σ is the covariance matrix of magnitude measurement errors of the star; $\text{IMF}(m)$ – initial mass function.

When calculating this probability, the value of the measurement completeness function $C(x, y, \mathbf{I}_i)$ at the point of the compared isochrone and the position of the investigated star in the field of observations are taken into account. Also, stars spend different periods of time in different evolutionary stages. Depending on this duration, the probability of finding a star at a particular evolutionary stage varies. This is taken into account by multiplying the probability by the value of the IMF integral, where the IMF is integrated in the interval of initial masses corresponding to the isochrone point $-(m_i + m_{i-1})/2 - (m_{i+1} + m_i)/2$.

The previously obtained probability is calculated for all points of the isochrone and summed up, thus obtaining the total probability that the star has (A_V, Z, t) parameters:

$$P(A_V, Z, t) = \sum_i P(A_V, Z, t, m_i). \quad (1.7)$$

After repeating this process for all parameter combinations, the probability distribution of the star parameters is obtained. Also, for each star, the most probable initial mass is selected for a specific combination of parameters (A_V, Z, t) , according to the point of the corresponding isochrone with the highest probability $P(A_V, Z, t, m_i)$.

In order to obtain the initial masses of the stellar populations, the effect of the measurements completeness and the fraction of extinguished stars are taken into account. According to the position of each studied star (the function of completeness depends on the position in the field of observations) and each possible set of stellar parameters (A_V, Z, t) , a mass fraction of the population of stars, which are still alive and measurable, is calculated:

$$R(x, y, A_V, Z, t) = \sum_i C(x, y, \mathbf{I}_i) \int_{(m_i + m_{i-1})/2}^{(m_{i+1} + m_i)/2} m \text{IMF}(m) dm, \quad (1.8)$$

here the notations are the same as in 1.6 equation. After dividing the determined initial masses of stars by the corresponding quantity $R(x, y, A_V, Z, t)$, distributions of true initial masses of stellar populations in the field of observations and in the parameter space are obtained. After distributing the

corresponding part of the initial mass of the population of each star through the parameter space according to its probability distribution, the final distribution of the initial masses of the stellar populations in the parameter space (including age) and in the galaxy is obtained - the two-dimensional history of star formation.

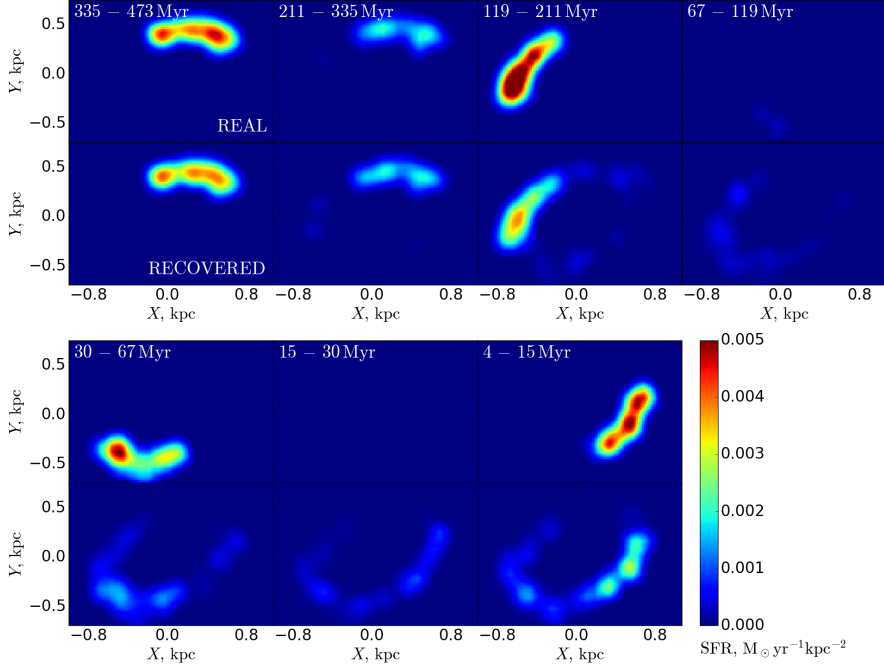
1.4.2. Tests of reconstructing the 2D star formation history

With the help of artificial stellar populations, the limits and reliability of the method of determining the 2D star formation history were tested (1.15 fig.). Using the described method, the evolution of the star formation morphology of an artificial galaxy over the past 500 Myr has been reconstructed.

The star data of the artificial galaxy was generated according to the methodology described in the 1.2 section, simulating the quality of observations of the Leo A galaxy by the Suprime-Cam camera of the Subaru telescope. The stellar populations are generated from the same star formation history used in 1.3.2 section for the Subaru data tests (1.6 and 1.7 figure) – four populations of different ages and masses. The artificial stars are placed in an elliptical ring corresponding to the parameters of the disc of the Leo A galaxy: limits of the semi-major axis $2'.5 < a < 3'.5$, semi-axis ratio $b/a = 0.6$, positional angle $PA = 114^\circ$ (Vansevičius et al., 2004). The stars of each of the four populations are randomly and evenly distributed over four equal-area ring segments, as shown in 1.15 fig.

The reconstructed two-dimensional star formation history of the artificial galaxy is shown in 1.15 fig. The distributions of reconstructed and original star formation histories are smoothed using a window of size $0'.4 \times 0'.4$ (at Leo A distance $(m - M)_0 = 24.58$ this corresponds to $90 \times 90 pc^2$), shifting it by $0'.02$ increments. The morphologies of all four populations were reconstructed.

The distributions of the two older populations are reproduced with relatively high accuracy. However, the distributions of the two younger populations are less well reproduced. Their shape is distinguished, but the obtained absolute star formation rate density values are twice lower. Due to the much lower mass of these two populations, their recovered star formation is much more influenced by the stochasticity of the low number of stars.



1.15 pav.: Results of a test to determine the two-dimensional star formation history. Top rows (with age intervals indicated) - generated two-dimensional star formation history of the artificial galaxy. Bottom lines – reconstructed two-dimensional star formation history. The surface density of the star formation rate is coded according to the specified colour scale. The four populations of the artificial galaxy are generated in four segments of an elliptical ring of equal area. The parameters of the elliptical ring correspond to the outer region of the disc of the Leo A galaxy: the limits of the semimajor axis $2'.5 < a < 3'.5$, the ratio of the semi-axes $b/a = 0.6$, the positional angle $PA = 114^{\circ}$ (Vansevičius et al., 2004).

1.4.3. Results of the reconstructed 2D star formation history of Leo A

Over time, chaotic gravitational interactions disperse stars throughout the galaxy, but this takes time. It is in low-mass dwarf galaxies such as Leo A that this process takes several hundred million years or even longer (Bastian et al., 2011). For this reason, the evolution of the star-forming morphology in the Leo A galaxy can be traced back several hundred Myr by studying the existing stellar populations.

Using the method described in section 1.4.2, the two-dimensional star formation history of the dwarf galaxy Leo A over the last 500 Myr was reconstructed (1.16 fig.). The results were obtained using two data sets: higher quality HST ACS observations limited to $F475W < 25$, but not covering the entire star-forming region during the studied period; and the Subaru Suprime-Cam observational data covering the entire galaxy disc, but of lower quality – limited to $V < 24$. Despite the different quality of the data used, almost the same variation in star-forming morphology is reproduced in both cases.

The obtained results show that the star-forming region in the Leo A galaxy has been retreating to the central regions during the last 500 Myr (1.16 fig.). This confirms the currently prevailing opinion that dwarf galaxies are characterized by an outside-in scenario (Bernard et al., 2007; Zhang et al., 2012; Hidalgo et al., 2013; Benítez-Llambay et al., 2016). According to it, the star-forming region in dwarf galaxies shrinks over time. As new stars form, their strong feedback (e.g. supernova explosions, stellar wind, ionizing radiation) disperses the gas into the surrounding regions. However, due to the low mass of the galaxy, a large part of the gas at the edges is ejected into the halo or even escapes the galaxy altogether and does not return to the star-forming region. In this way, the region of the galaxy with sufficient gas density for star formation shrinks, and at the same time the star-forming region shrinks too. This scenario is also confirmed by the distribution of star formation in the last 200 Myr along the densest arc-shaped gas region near the centre (the gas density distribution is shown in white contours 1.16 fig. according to measurements by Hunter et al. (2012)). Before ~ 200 Myr, the star-forming region began to transition from a wider region around the centre to a narrower arc-shaped region, following the density profile of the remaining gas. Most likely, active star formation in the centre thinned the gas in the slightly less dense southern region, stopping further star formation in this zone. Nevertheless, when studying two-dimensional distributions, one should keep in mind that the Leo A galaxy is a three-dimensional structure and its disc is likely very thick or might even be more like a sphere than a disc (Kirby et al., 2017). Therefore, more detailed studies of galaxy evolution would require additional observational data on the three-dimensional arrangement of gas and stars.

The reconstructed two-dimensional star formation history of Leo A shows possible clues to how the star-forming region shrinks in dwarf galaxies. In the gas density map, represented by white contours in 1.16 fig., a large region of rare hydrogen gas is visible to the southwest of the galactic centre (hereinafter referred to as the HI "hole"). Such HI gas "holes" are quite common in star-forming dwarf galaxies (Warren et al., 2011; Pokhrel et al., 2020). They are thought to be caused by star formation feedback. It is in this case of Leo A that, according to Leščinskaitė et al. (2022) and Pokhrel et al. (2020), this large HI "hole" most likely appeared after a type II supernova explosion no more than 30 Myr ago. This conjecture is confirmed by the two-dimensional history of star formation reconstructed in this work. These results show that star formation has hardly occurred in this zone for the last 100-200 Myr, and only in the last 30 Myr a resurgence of star formation can be seen. Most likely, it was during this last episode of star formation that one or more high-mass stars were formed, which later exploded as type II supernovae, dispersing the surrounding gas. Unfortunately, the temporal resolution of the results is not sufficient to establish a more accurate age estimate.

Using the reconstructed two-dimensional star formation history, the dependence of the surface density of the star formation rate on the gas surface density in the Leo A galaxy was also investigated (1.17 fig.). The obtained dependence (dependency coefficient 1.6 ± 0.2) is in agreement with the results of other authors for dwarf galaxies and low-density outer regions of disc galaxies (Bigiel et al., 2008, 2010). In addition, the obtained results extend these dependences to the lowest gas metallicities, which are little studied in this matter. Although the metallicity of the Leo A galaxy is one of the lowest in the Local Group, the determined dependence of the star formation rate surface density on the gas surface density does not show significant differences from the results of other low-density, but higher-metallicity galaxies, contrary to the predictions of some authors (Krumholz et al., 2009b), that this dependence should steepen sharply as the metallicity of the gas falls. Nevertheless, Leo A may just be an exception to the rule and therefore more studies of such low-metallicity systems are needed to test this hypothesis.

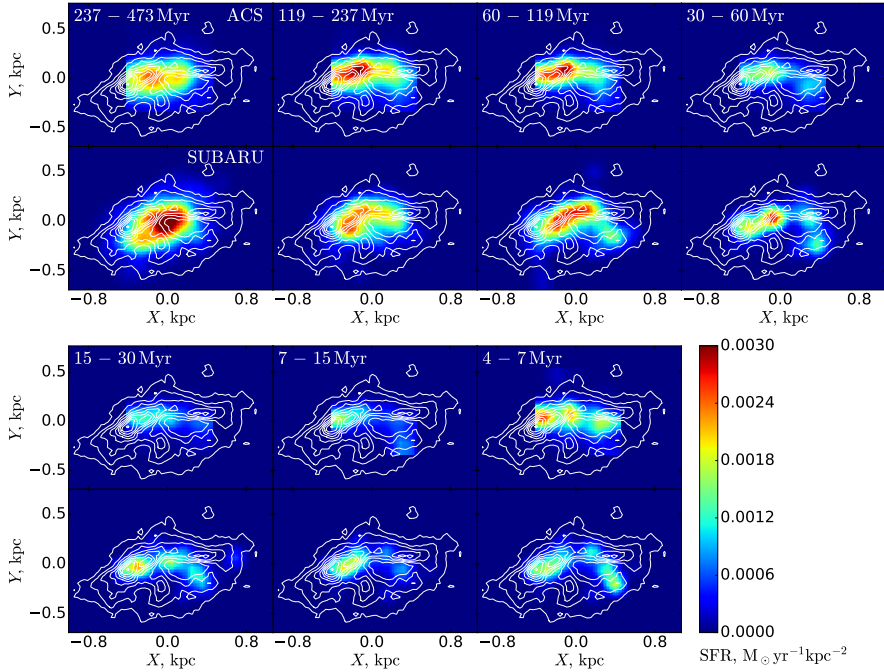
The determined distribution of the star formation rate surface density versus the surface density of the gas shows several outlier values – three points at $\log \Sigma_{\text{SFR}} = -3.1$, $\log \Sigma_{\text{HI}} = -0.2$ values (1.17 fig.). These points correspond to the visible HI "hole" southwest of the centre of the Leo A galaxy (1.16 fig.). Most likely, when a population of young stars was born in this region sometime in the last 30 Myr, the gas density in its environment was at least an order of magnitude higher until stellar feedback expelled the gas. Based on results from other areas, it can be concluded that over time the gas should return to fill this cavity again. In this way, the three anomalous points in the established distribution would shift to the right and return to the common distribution.

Based on this case, it can be speculated that many star-forming regions have experienced similar gas density fluctuations, perhaps on a smaller scale. This hypothesis is also confirmed by Pokhrel et al. (2020) who found three more HI "holes" in the Leo A galaxy, although they are significantly smaller.

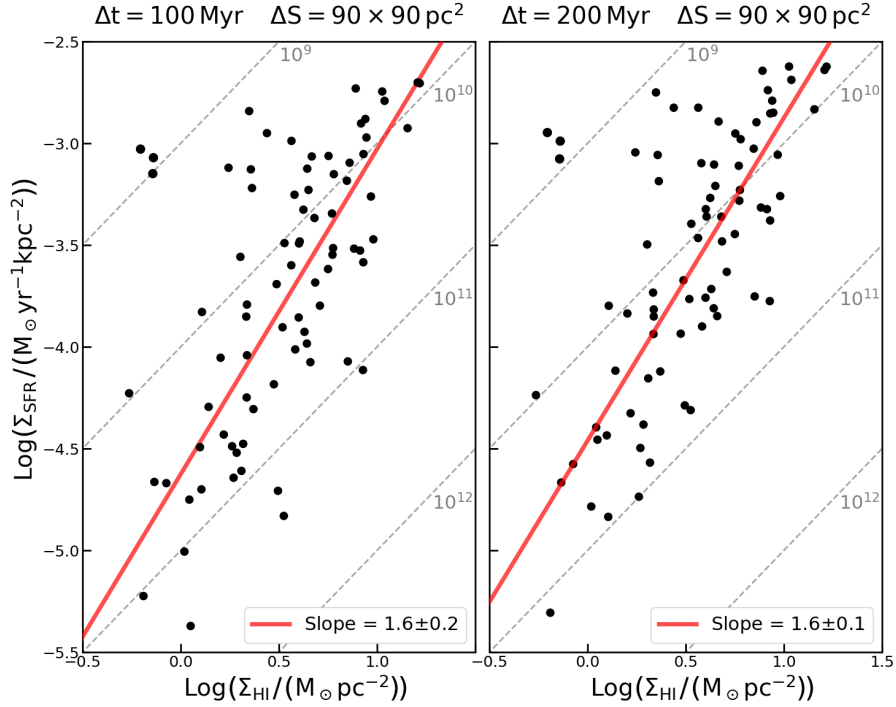
The derived dependence between the star formation rate surface density and the gas surface density in the Leo A galaxy remains even when the results are integrated at different scales (1.18 fig.). This shows that star formation processes in this scale interval (from 50 to 150 pc) follow the same laws – i.e. interstellar gas clouds collapse in the same way, regardless of their size (at least in this size range). The only visible difference in the upper left part of the diagrams is caused by the aforementioned large "hole" in the HI gas distribution. In the smaller-scale calculations of 50 pc, the influence of this formation on the results is very pronounced, while at larger scales, the results are almost averaged with the surrounding zones of higher density. In addition, smaller-scale results show the saturation effect of the neutral hydrogen HI gas density at $\sim 9 M_{\odot} \text{pc}^{-2}$ value (Wong et al., 2013). This shows that the Leo A galaxy might have a small fraction of molecular hydrogen H_2 gas, which has not yet been discovered. These molecules should be in the densest gas regions, where the largest star-forming flashes occurred.

The star formation rate surface density over the last 100 and 200 Myr follow the same dependence on gas surface density. This confirms the results of Bastian et al. (2011) that the stellar and gas structures in dwarf galaxies like Leo A remain bound for at least 200 Myr.

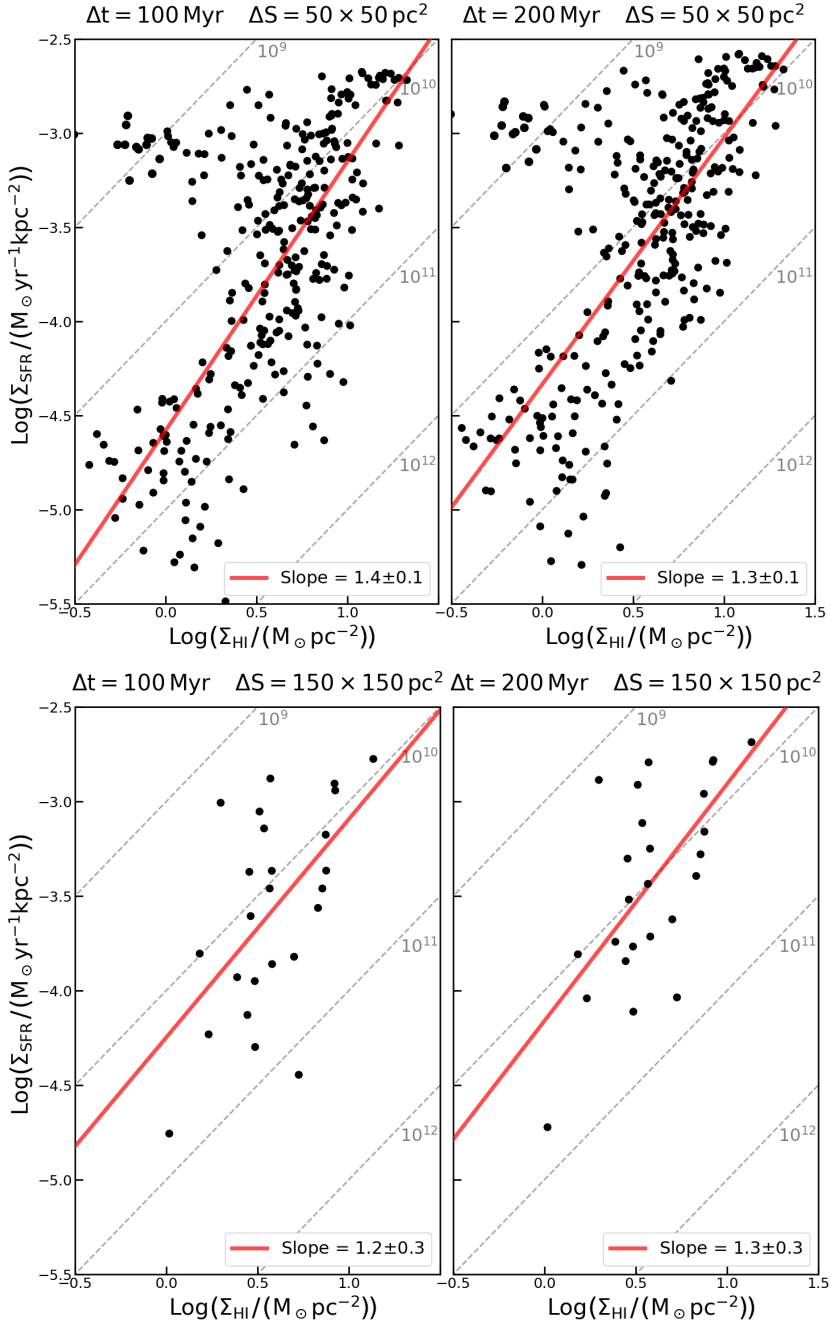
Finally, the determined star formation efficiencies (what fraction of all the gas in the region would be converted to stars by star formation in 100 Myr) in the Leo A galaxy over the last 100 Myr range from 0.1% to 10%, with an average value of just under 1%. If Leo A continued to form stars at this rate without stopping, it would use up its entire gas reserve in just 10 Gyr. The obtained values are in agreement with the star formation efficiencies of other dwarf galaxies (Bigiel et al., 2008, 2010).



1.16 pav.: Reconstructed two-dimensional star formation history of the Leo A galaxy over the past 500 Myr. Top rows (with age intervals indicated) - reconstructed star formation history using HST ACS observations that do not include the edges of the currently star-forming region. Bottom rows, reconstructed star formation history across the entire galactic disc using Subaru Suprime-Cam observations. The surface density of the star formation rate is coded according to the specified colour scale. White contours indicate lines of uniform HI gas density (Hunter et al., 2012). It can be seen that over the past 500 Myr, the star-forming region has been moving towards the central regions of the galaxy - the arc-shaped region where the HI gas densities are currently highest. In all diagrams, north is at the top, east is on the left.



1.17 pav.: The dependence of the star formation rate surface density on the surface density of the gas. No trace of molecular hydrogen has been found in the Leo A galaxy, so the HI gas density is assumed to represent the density of all gas. Left, results from the reconstructed two-dimensional star formation history of Leo A after integrating the SFR over the past 100 Myr. On the right - during the last 200 Myr. The gray dashed lines indicate lines of equal star formation efficiency, and the numbers next to them indicate how many years it would take for star formation to use up all the gas at this efficiency. The red line is a line fitted by the least square method (dependency coefficient 1.6 ± 0.2) after excluding the three anomalous separated points in the upper left. The results were calculated with a sliding $0'.4 \times 0'.4$ size box (at Leo A distance $(m - M)_0 = 24.58$ this corresponds to $90 \times 90 \text{ pc}^2$). The three separated points in the upper left correspond to a large region of low-density gas southwest of the centre of Leo A.



1.18 pav.: The dependences of the star formation rate surface density on the gas surface density were obtained by integrating the results at different scales (top $50 \times 50 \text{ pc}^2$, bottom $150 \times 150 \text{ pc}^2$). All markings are the same as in 1.17 fig. The same dependence can be seen to hold at different galactic scales.

2. STAR CLUSTERS OF THE ANDROMEDA GALAXY

In order to understand the basic laws governing the formation and evolution of galaxies, it is necessary to find out the peculiarities of the formation of not only the smallest dwarf galaxies but also the much larger galaxies such as Andromeda galaxy. The two largest Local Group galaxies are our own Milky Way galaxy and Andromeda (M31) galaxy at a distance of 785 kpc ($m - M = 24.47$) from us (McConnachie et al., 2005). It would seem that the easiest thing would be to study our Galaxy, where we are, unfortunately, being inside it makes it extremely difficult to observe because the majority of the disk is obscured by gas and dust residing in the disk. Therefore, the nearby Andromeda galaxy, whose disc we can observe from the outside, is a much better research object for studying the evolutionary processes of large galaxies.

The Andromeda Galaxy is a Local Group disc galaxy with a bar at its centre. It is a slightly more massive Milky Way-like galaxy (Peñarrubia et al., 2014; Kafle et al., 2018). However, despite the similarities, the evolutionary history of the Andromeda Galaxy differs significantly. Unlike our own Galaxy, the Andromeda Galaxy is thought to have undergone at least several major mergers with smaller galaxies in the past 4 Gyr (Williams et al., 2015; Hammer et al., 2018; Bhattacharya et al., 2019). This may be one of the reasons why massive middle-aged star clusters are not found in our Galaxy, unlike in the Andromeda Galaxy (Vansevičius et al., 2009). It is known that intergalactic interactions can cause highly active star-forming bursts and lead to the formation of large clusters (Barton et al., 2000; Di Matteo et al., 2007). Therefore, more detailed studies of star clusters could reveal the peculiarities of the evolution of such large galaxies as Andromeda and the Milky Way.

Most stars are born in star clusters. Although lower-mass clusters are gradually broken up over time by two-body interactions, tidal forces, and other processes, globular clusters and other massive clusters persist for a long time and allow us to trace past episodes of star-forming activity far into the past.

2.1. Stellar measurement data and cluster sample

Star clusters in the Andromeda galaxy were studied using PHAT (The Panchromatic Hubble Andromeda Treasury) survey data obtained with the HST telescope (Dalcanton et al., 2012; Williams et al., 2014). The PHAT survey covers a large part of the disc of the Andromeda galaxy, from the dense centre to the sparse outer parts of the northeast disc. However, due to the extremely high contamination of field stars in the central part of the galaxy, this region has not been used in the cluster study (2.1 fig.). Observations were made with three HST cameras using six photometric bands spanning from the UV region

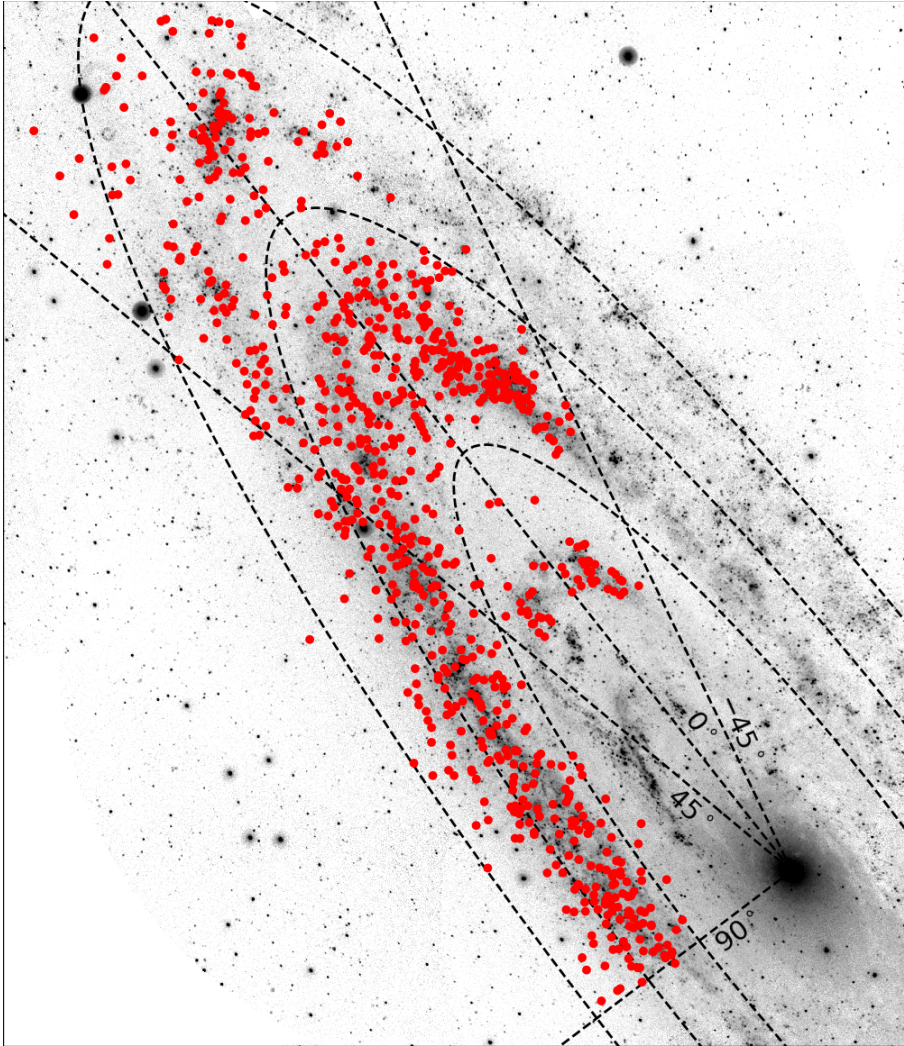
to the near-IR region: $F275W$ and $F336W$ were made with the WFC3/UVIS camera, $F475W$ and $F814W$ were made with the ACS/WFC camera, $F110W$ and $F160W$ – with WFC3/IR camera.

Photometric measurements of stars from the PHAT survey stellar photometric catalogue Williams et al. (2023) were used in this study. This catalog contains photometric measurements of 138 million objects in all six passbands of the PHAT survey. However, $F110W$ and $F160W$ data were used only for the selection of cluster members, but not for cluster parameter determination, due to their poorer quality and low sensitivity to different cluster parameters. Nevertheless, the remaining four photometric bands cover a wide enough range of stellar spectra for reliable determination of cluster parameters.

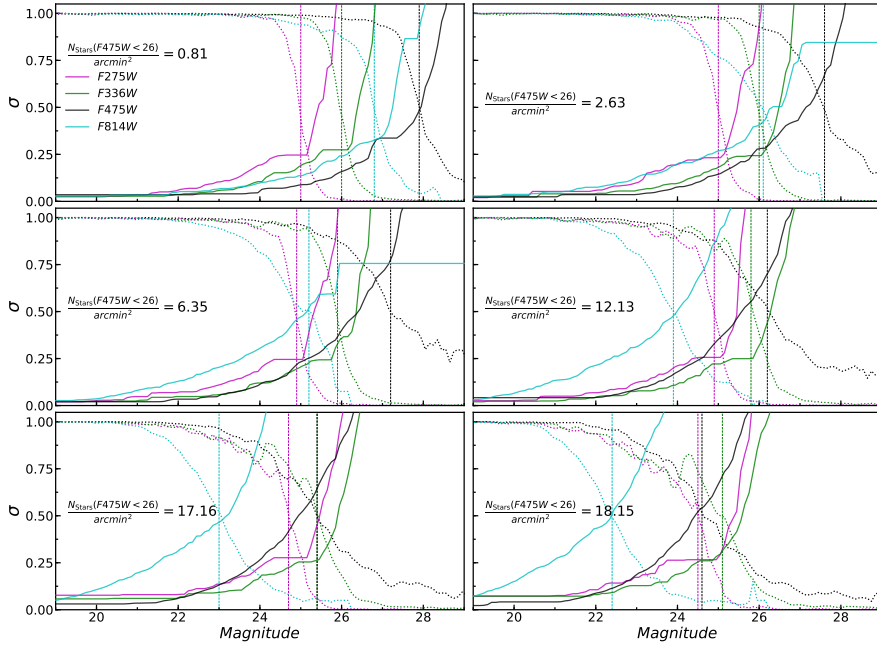
This study analysed a sample of 854 star clusters from the 2753 cluster catalogue of the PHAT survey Johnson et al. (2015). The clusters in this catalogue were discovered based on classifications by thousands of volunteers, who distinguished the clusters from galaxies and other background objects. However, not all cluster stars have good photometric measurements which would allow reliable determination of their parameters. Therefore, only a sample of 1181 clusters with the highest quality observations was selected following selection criteria described in de Meulenaer et al. (2017), Naujalis et al. (2021) and Kriščiūnas et al. (2023). Furthermore, clusters older than 1 Gyr were also excluded, because the completeness of measurements does not allow clusters of this age to reliably determine their parameters. After these rejections, a total of 854 star clusters remained.

The parameters of the star clusters were determined by studying their stars falling into the apertures specified in the paper Naujalis et al. (2021). The extremely dense central parts of some clusters, with poorly measured stars, were excluded from the analysis zones. These aperture corrections were made by reviewing the CMD diagrams for each cluster as well as the observational photographs in all six photometric bands.

To evaluate the quality of the photometry used, the dependences of photometric errors and measurement completeness functions on star magnitudes in six different density environments were determined (2.2 fig.). These dependencies are calculated from the results of the PHAT photometry AST tests given in Williams et al. (2023). Measurements in the $F475W$ band, which provides the deepest photometry, were used to estimate the densities of stars in different environments. Object densities in the AST test boxes are calculated as the number of stars with $F475W < 26$ per square arcsecond, $arcsec^2$. When analysing the clusters, the photometric errors and completeness of the measurements assigned to the stars of each of them are based on the density of the objects counted in the aperture field of that cluster. Only stars with $F475W$ magnitude and with at least one other $F336W$ or $F814W$ magnitude above the 30% measurement completeness limit were used for cluster studies.



2.1 pav.: The distribution of the analysed 854 clusters in the Andromeda Galaxy, shown on a GALEX NUV image. Dashed ellipses indicate distances of 9, 14 and 19 kpc from the Galactic centre in the deprojected disc. Straight dashed lines indicate angles from the major axis in the deprojected galactic disc. North is up, east is to the left.



2.2 pav.: Dependences of stellar photometry errors (solid lines) and measurement completeness functions (dotted lines) on star magnitudes in six environments of different densities used in the M31 star cluster study. These dependencies are calculated from the results of the PHAT photometry AST tests given in Williams et al. (2023). The results of the four photometric bands are marked in different colours: $F275W$ in violet, $F336W$ in green, $F475W$ in black, and $F814W$ in cyan. The vertical dashed lines mark the 50% completeness limit of the measurements in the respective photometric bands. Each plot shows the density of the observations field in which the corresponding AST tests were carried out – the number of stars with $F475W < 26$ per square arcsecond, arcsec^2 .

2.2. A method for determining the parameters of star clusters

What is a star cluster is difficult to define precisely (Renaud, 2018), but it is generally considered to be a gravitationally bound population of stars of the same age and chemical composition. However, in recent years, an increasing number of massive clusters have been found with some differences in age and chemical composition between the stars in the cluster population (Bastian & Lardo, 2018). Nevertheless, these differences are generally smaller than the errors in photometric studies of other galactic star clusters, so in the context of this work it can be assumed that the stars in the cluster have the same age and chemical composition. Taking all of this into account, each star cluster can be characterized by its age, metallicity (a generalized parameter of chemical composition), mass, and the interstellar extinction that affected their observed light.

This study of the Andromeda star clusters used the Milky Way extinction law $R_V = 3.1$ (Schlafly & Finkbeiner, 2011), the Andromeda distance modulus $m - M = 24.47$ (McConnachie et al., 2005) and Kroupa (2001) IMF function (1.3 equation) for stellar masses from 0.1 to $120 M_\odot$.

The stellar photometry of the PHAT survey allows reliable parameter determinations for star clusters down to nearly 1 Gyr in age. During this time, the metallicity of the M31 galaxy should have changed relatively little, so in this work the value of the stellar metallicity was fixed at the solar metallicity $[M/H] = 0$, taking into account measurements of the chemical composition of the galactic gas (Sanders et al., 2012; Zurita & Bresolin, 2012). For these reasons, only age and interstellar extinction parameters were determined for star clusters in this study. Nevertheless, the method used will be described in a more general form with an allowance for different metallicity values, considering the applicability of the method in other works.

The method for determining the parameters of star clusters is based on a probabilistic comparison of photometric measurements of all stars in the cluster with a bank of stellar evolution models (isochrone bank). This study uses isochrones from the same evolutionary model bank as the previously described Leo A galaxy study (1.2 section) – PAdova and tRieste Stellar Evolutionary Code PARSEC-COLIBRI v1.2S¹ (Bressan et al., 2012; Marigo et al., 2017).

The CMD method used in this work allows us to determine their age, extinction and metallicity, but not their mass. Using photometry of individual cluster stars, the latter parameter can be determined, but with large uncertainties due to the extremely high sensitivity to the stochasticity of the cluster stars. The mass of the cluster is more reliably determined from integrated photometry. For these reasons, the masses of the star clusters were determined by comparing their integrated magnitudes $F475W$ in the photometric band (Nau-

¹<http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmd>

jalil et al., 2021) with SSP models of the solar metallicity (Bressan et al., 2012; Marigo et al., 2017) taking into account the cluster parameters determined from the CMD diagrams – extinction and age.

The influence of binaries was not taken into account when determining the parameters of star clusters, as tests with artificial star clusters (2.3 section) show that their influence on the results is much smaller than other errors.

The newly developed method for determining the parameters of star clusters described and used in this paper consists of two parts. First, the most likely star cluster members are probabilistically selected from the selected cluster aperture zone. This is done by comparing the spatial distributions and distributions in different CMD diagrams of objects residing in the cluster aperture with the analogous distributions of background objects located outside the cluster aperture. The method uses similar principles as the method for determining the two-dimensional star formation history of a galaxy described in section 1.4.1. Photometric measurements of each selected cluster star are compared with an isochrone of specific parameters and the probability of that star having the same parameters is calculated. This is repeated with the entire bank of isochrones and the full probability distribution for the star under study to have various sets of parameters is calculated. This procedure is performed with all the selected stars of the cluster, and after summing the probability distributions of all of them, a common probability distribution for the whole cluster is obtained, from which the best solution of the cluster parameters is found.

2.2.1. Background decontamination

A two-part method for the selection of star cluster members was developed. First, using a modified version of the Perren et al. (2015) cluster decontamination method, the probability of being a cluster member is calculated for each object residing in the selected cluster aperture (R_{ap}). These probability estimates are then used to compare the density distributions of these objects in various CMD diagrams with analogous distributions of background objects. From this the true probabilities of the stars being members of the cluster are calculated. Finally, all stars with a lower probability of being a member of a cluster than the chosen threshold value are rejected.

Suppose that the sample of stars in the cluster aperture (sample A) consists only of cluster members (sample C) and field stars (sample F). Then, the cluster member selection problem can be simplified to a probability calculation problem: what is the probability that a star from the sample A is a cluster member ($\in C$) or a field star ($\in F$)? This task can be divided into two hypotheses:

- H_1 : a star is a member of a cluster ($\in C$);

- H_2 : a star is a field object ($\in F$).

Since only one of these hypotheses can be true for each star and $P(H_1) + P(H_2) = 1$, it is sufficient to calculate only the probability of hypothesis H_1 in order to distinguish the sample of C and F stars.

This probability is found using Bayes' theorem, which states: given an event H (in our case, the hypothesis H_1) and an event D (in our case, a set of measured data), and knowing that the probability of the event D is not equal to zero $P(D) \neq 0$, one can find the conditional probability $P(H|D)$ that the event H will occur, knowing that the event D has already occurred, according to the following formula:

$$P(H|D) = \frac{P(H)P(D|H)}{P(D)}, \quad (2.1)$$

here $P(H|D)$ is the probability of the hypothesis H given the measured data D , also called a posteriori probability; $P(H)$ – the probability of hypothesis H without any prior knowledge, also called a priori probability; $P(D|H)$ – the probability of measuring the data D assuming that the hypothesis H is true; $P(D)$ is the probability of measuring data D , usually used as a normalization constant.

After applying the Bayesian theorem to the hypotheses H_1 and H_2 , four equations can be written:

$$\begin{aligned} P(H_1|D)_i &= \frac{P(H_1)_i P(D|H_1)_i}{P(D)}, & (2.2) \\ P(H_2|D)_i &= \frac{P(H_2)_i P(D|H_2)_i}{P(D)}, \\ P(H_1|D)_i + P(H_2|D)_i &= 1, \\ P(H_1)_i + P(H_2)_i &= 1, \end{aligned}$$

which directly derives the probability $P(H_1|D)_i$ that a randomly selected star i located in the cluster aperture ($\in A$) will be a real member of the cluster (hypothesis H_1), taking into account the available measurement data D (stellar photometry):

$$P(H_1|D)_i = \frac{P(H_1)_i P(D|H_1)_i}{P(H_1)_i P(D|H_1)_i + (1 - P(H_1)_i) P(D|H_2)_i}. \quad (2.3)$$

Next, the only thing remaining is to define each of the members of this equation. To estimate the a priori probability of the first hypothesis $P(H_1)_i$, it was chosen to use the information about the positions of the stars in the cluster aperture and in the zone of field stars outside the cluster: in the ring from 2 to 3.5 R_{ap} – sample B . Such aperture limits ensure a sufficiently large number of field stars (there should be at least a few times more than the objects in the

cluster aperture) and, at the same time, are far enough away that not a single cluster star should fall into this sample. On the other hand, this zone cannot be too far from the cluster centre so that the population of field stars does not differ too much from the stars contaminating the cluster sample.

The probability $P(H_1)_i$ is obtained by comparing the density of stars in the environment of the selected star with the average density of stars in the field (from the sample B):

$$P(H_1)_i = \frac{\rho_i}{\rho_i + \langle \rho \rangle_B}, \quad (2.4)$$

$$\rho_i = \frac{1}{N_X} \sum_{j=1}^{N_X} \exp \left[\frac{-4((\alpha_i - \alpha_j)^2 + (\delta_i - \delta_j)^2)}{R_{\text{ap}}^2} \right],$$

here X is a sample of stars with a distance from star i of no more than $0.5 R_{\text{ap}}$; (α, δ) indicates the right ascension and declination coordinates of the stars in the sky, respectively.

The probabilities $P(D|H_1)_i$ and $P(D|H_2)_i$ are also called likelihood functions. For convenience, we will denote them as follows: $L_{C,i} = P(D|H_1)_i$ and $L_{F,i} = P(D|H_2)_i$. These probabilities are calculated by comparing the photometric measurements of the selected star with the photometry of the stars in the cluster aperture ($\in A$) and the photometry of the stars in the field zone ($\in B$), assuming that the photometric errors follow a normal distribution:

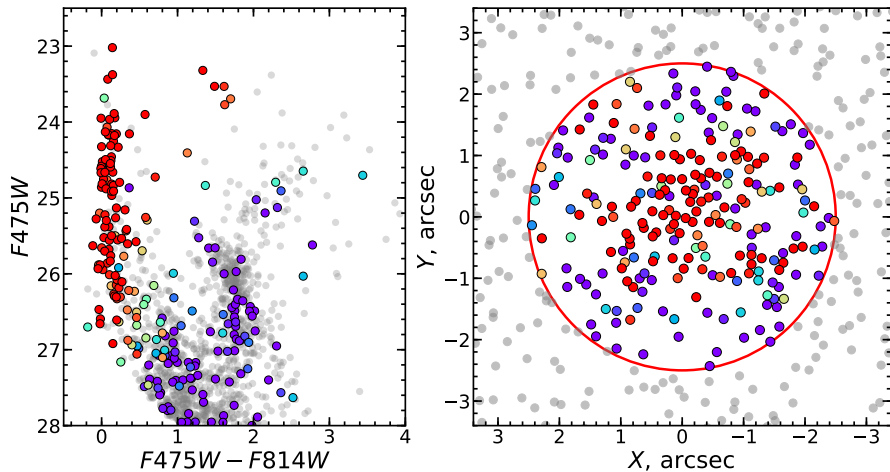
$$L_{Y,i} = \frac{1}{N_X} \sum_{j=1}^{N_X} \frac{1}{\sigma_m(i,j)\sigma_c(i,j)} \exp \left[\frac{-(m_i - m_j)^2}{2\sigma_m^2(i,j)} \right] \exp \left[\frac{-(c_i - c_j)^2}{2\sigma_c^2(i,j)} \right], \quad (2.5)$$

$$\sigma_m^2(i,j) = \sigma_m^2(i) + \sigma_m^2(j),$$

$$\sigma_c^2(i,j) = \sigma_c^2(i) + \sigma_c^2(j),$$

here $Y \in \{C, F\}$ and $X \in \{A, B\}$; (m, c) – indicates the star’s photometric magnitude and colour, respectively; (σ_m, σ_c) – star magnitude and colour errors, respectively. In the general case, the following expression can be used for the likelihood function, but in this case the reliability of the results will greatly depend on the accuracy of the determination of the photometric errors. Unfortunately, in star clusters where object densities vary widely, it is very difficult to determine accurate photometric errors for each object. Therefore, in this paper, in the calculation of the 2.5 equation, we equated all errors to unity ($\sigma_m = 1$ and $\sigma_c = 1$), thus avoiding distortion of the results due to inaccuracies in the determination of photometric errors.

Finally, inserting the above described 2.4 and 2.5 equations into the 2.3



2.3 pav.: The selection of members of the star cluster APID 0031 is shown in the CMD diagram and sky coordinates. The probabilities of stars in the aperture zone of the cluster to be members of the cluster are indicated by colour (purple - the lowest probability, red - the highest probability). Field stars outside the cluster aperture zone are marked with grey dots.

equation gives the final expression of the probability $P(H_1|D)_i$:

$$P(H_1|D)_i = \frac{L_{C,i}}{L_{C,i} + (\langle \rho \rangle_B / \rho_i) L_{F,i}}. \quad (2.6)$$

This obtained expression could already be used to reject field stars from the cluster aperture, but it works only for clusters contaminated with few field stars. If the cluster aperture contains as many or more field stars than true cluster members, this probability alone will fail to reliably select cluster members. To avoid this problem, a sliding window method of various sizes was used together with the results of 2.6 eq.

First, a square window of size $0.5 \times 0.5 \text{ mag}^2$ is selected in the CMD diagram $F475W(F475W - F814W)$ and all stars from the cluster aperture (from sample A) and from the field stars (from sample B) that fall into the specified window in the CMD diagram. Knowing the area ratio of the cluster aperture zone A and field star zone B and how many field stars from the sample B fall into the given window, it is calculated how many field stars should be among the stars of the cluster aperture falling into this CMD window. This number of stars with the lowest probabilities of the 2.6 equation is rejected from the selected cluster aperture stars falling into the selected CMD window. The remaining stars are marked as possible cluster members.

Next, the CMD diagram window is shifted by a quarter of its side length and the procedure is repeated. This process is repeated until all stars in the cluster

aperture have been checked at least once. The window size is then increased and the procedure is repeated again. The size of the window is gradually increased from $0.5 \times 0.5 \text{ mag}^2$ to $5 \times 5 \text{ mag}^2$ by increasing the borders of the window by 0.5 mag each time. This entire procedure is also repeated in two more CMD diagrams: $F336W(F336W - F475W)$ and $F110W(F110W - F160W)$. Finally, the number of times each star in the cluster aperture was checked and the number of times it was selected as a possible member of the cluster is counted. The ratio of these numbers is then used as the star's probability of being a cluster member. An application of this method to the real Andromeda star cluster APID 0031 is shown as an example in 2.3 fig.

In this work, only those stars with final probabilities of being cluster members of at least 0.9 were used to determine cluster parameters. Such a high threshold was chosen because the cluster parameterization method described below (see 2.2.2 section) gives the most reliable results using the least field star-contaminated sample of cluster stars, but at the same time the accuracy of the results is not too sensitive to the lower number of stars.

Although this method fairly reliably selects cluster members from field stars, it still in some cases leaves out bright stars that are clearly not cluster stars. Therefore, to ensure the reliability of the selection of cluster members, the CMD diagrams of each studied Andromeda cluster were visually inspected and bright stars not rejected by the method described above, but which are significantly off the isochrone that best fits the cluster's stellar population, were discarded.

2.2.2. Cluster parameter determination

To determine the parameters of star clusters, probability distributions to have various sets of parameters were calculated for each cluster. The set of parameters with the highest probability is selected as the cluster solution. The probability distribution of a specific cluster is obtained by summing the probability distributions of the selected cluster members. The probability of a specific star having a certain set of parameters is calculated by comparing its photometric measurements with the isochrone of the corresponding parameters, assuming that the errors of the photometric measurements follow a normal distribution and correspond to the error dependences described in the 2.1 section.

First, for each selected star cluster member i , the probability distribution $P_i(A_V, t)$ for various combinations of extinction A_V and age t is calculated. In this work, the extinction was varied in steps of 0.05 mag from 0.0 to 2.5 mag and the age $\log(t/\text{yr})$ in logarithmic steps of 0.05 dex from 6.6 dex to 10.1 dex . Such parameter limits and step sizes are chosen to cover all possible stellar parameter limits with sufficient resolution.

The probability distribution $P_i(A_V, t)$ of the selected star i is calculated by comparing its position in the CMD diagram $\mathbf{F}_i = (m_i, c_i)$ (magnitude m_i

and colour c_j) with each theoretical isochrone point $\mathbf{L}_j(M_j, A_V, t) = (m_j, c_j)$ of age t which is reddened by an extinction value A_V . When comparing these quantities, it is assumed that the photometric measurement errors correspond to a normal distribution. Also, each isochrone point is assigned a small range of initial stellar masses. Integrating the initial mass function IMF(m) in this interval yields a weight equal to the probability of a star being born with a mass corresponding to the initial mass interval of this isochrone point. All these calculations are performed with all the isochrone points and the results are summed up, thus obtaining the probability that the star i is of age t and has extinction value A_V :

$$\begin{aligned}
 P_i(A_V, t) &= N_i^{-1} \sum_j G(\mathbf{F}_i, \mathbf{L}_j) \int_{M_j} \text{IMF}(m) \, dm, & (2.7) \\
 G(\mathbf{F}_i, \mathbf{L}_j) &= \frac{\exp[-\frac{1}{2}(\mathbf{F}_i - \mathbf{L}_j)^T \boldsymbol{\Sigma}_i^{-1} (\mathbf{F}_i - \mathbf{L}_j)]}{2\pi \sqrt{\det \boldsymbol{\Sigma}_i}}, \\
 N_i &= \sum_{A_V} \sum_t P_i(A_V, t),
 \end{aligned}$$

where $G(\mathbf{F}_i, \mathbf{L}_j)$ is the normal distribution function; $\boldsymbol{\Sigma}_i$ – covariance matrix of errors of photometric measurements \mathbf{F}_i ; N_i – normalization constant over the entire allowed space of A_V and t parameters.

To avoid the influence of differential extinction, close binaries and optical blends on the parameterization, the differences between the photometric measurements of the test stars and the isochrone points are doubled for those stars that are bluer than the main sequence MS of the corresponding isochrone. This ensures that the method is not too sensitive to red stars and fits the isochrone MS sequence as an envelope from the blue side.

The probability distribution of the star cluster $P_C(A_V, t)$ to have a certain combination of parameters (A_V, t) is calculated by multiplying the probability functions of all selected members of the cluster:

$$\begin{aligned}
 P_C(A_V, t) &= N_C^{-1} \prod_i P_i(A_V, t), & (2.8) \\
 N_C &= \sum_{A_V} \sum_t P_C(A_V, t).
 \end{aligned}$$

For each cluster, the probability distributions of $P_C(A_V, t)$ are calculated in the $F475W(F475W - F814W)$ and $F814W(F475W - F814W)$ CMD diagrams. Then these distributions are multiplied and the maximum of this new distribution gives the most probable extinction value of the cluster $A_{V\text{best}}$. Then, according to the 2.8 equation, the probability distribution $P_C(A_V, t)$ is also calculated in the $F336W(F275W - F336W)$ CMD diagram but with a fixed extinction value $A_{V\text{best}}$. The resulting distribution is multiplied with the

previously calculated distributions from the two CMDs. The maximum of the obtained distribution is chosen as the most probable value of the age of the cluster. This is done because UV photometric measurements are less reliable than other photometric bands and often only reduce the accuracy of extinction determinations. However, the luminosity of young stars in the UV region is very sensitive to their age, which allows UV measurements to provide more accurate cluster ages even despite larger photometric errors.

The confidence intervals of the determined parameters of the studied star cluster are obtained from the one-dimensional parameter probability distributions for the 16th and 84th percentiles. These 1D probability distributions are calculated by integrating the final probability distribution of the cluster parameters over one of the parameters. Also, for each studied cluster, the reliability of the parameter determinations is visually checked by looking at how well the parameter isochrone of each cluster matches its stellar distributions in the CMD diagrams. Accordingly, for some ($\sim 15\%$) of the studied Andromeda clusters their determined parameters were slightly adjusted. In this way, the influence of poorly measured or unrejected field stars on the final results is minimized.

2.3. Tests with artificial clusters

Tests with artificial star clusters were performed to verify the reliability of the star cluster parameterization method. These clusters were generated according to the methodology described in the 1.2 section, using the dependences of the stellar photometric measurement errors and completeness functions described in the 2.1 section, thus simulating the quality of the photometric measurements of stars in the M31 galaxy.

For a detailed assessment of the method’s capabilities, artificial clusters were generated with three different mass values ($\log(M/M_{\odot})$): 300, 1000, 3000), three different extinction values (A_V : 0.00, 0.50, 1.00) and eight age values ($\log(t/\text{yr})$): 7.0, 7.5, 8.0, 8.3, 8.5, 8.7, 8.85, 9.0). For each set of parameters, 50 artificial clusters were generated to estimate stochastic effects. As in the M31 galaxy cluster study, all artificial clusters are generated with a single fixed value of solar metallicity $[M/H] = 0$. The value of the M31 galaxy distance modulus $m - M = 24.47$ (McConnachie et al., 2005) was used to calculate the apparent magnitude of the stars.

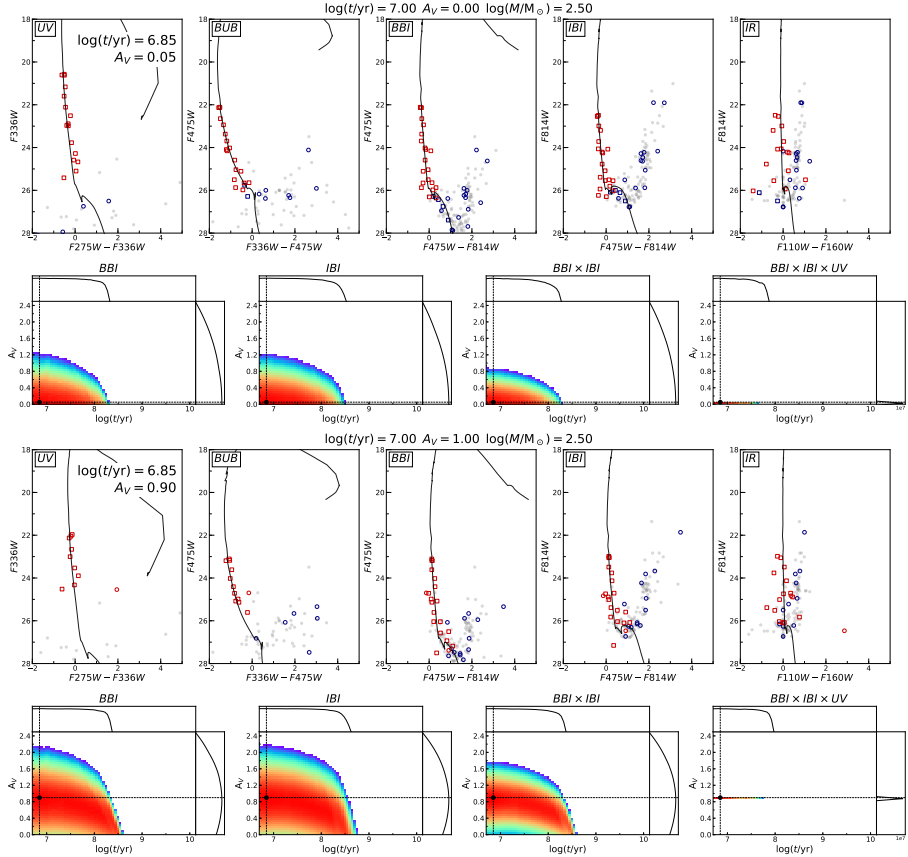
Simulated background field stars from 50 real M31 galaxy cluster environments were additionally added to the resulting artificial cluster populations. These stars are randomly selected from the ring $2\text{-}3.5 R_{\text{ap}}$ around the centre of the selected cluster of Andromeda galaxy. The background stars for each cluster were selected to match the background density of the actual cluster.

The method described in the 2.2 section was applied to all artificial star

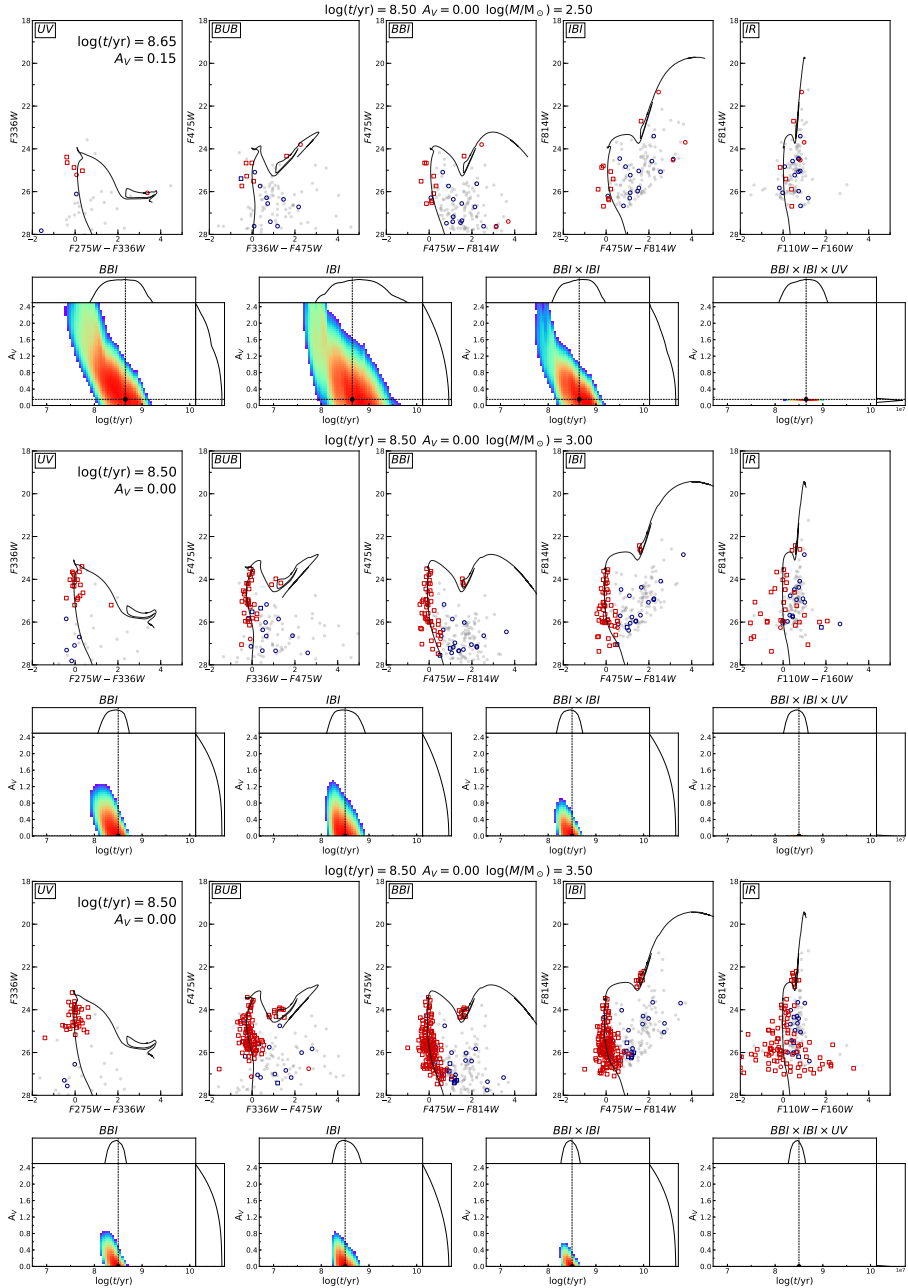
clusters and their parameters were determined. The results of artificial clusters of characteristic parameters are shown as examples in 3.4–3.6 fig. These diagrams show the influence of different parameters on the distribution of photometric measurements of cluster stars in CMD diagrams and on the reliability of the correspondingly determined results. It can be seen that the stochastic problem of the number of stars is particularly acute for low-mass clusters. Meanwhile, the older a cluster is or the higher extinction it has, the harder it is to distinguish its stars from the background.

The results of all tests are shown in 2.7 fig. The age-extinction degeneracy in the parameterization of star clusters is clearly visible (s, t, u diagrams). This effect is strongest for low-mass clusters ($\leq 300 M_{\odot}$), which often randomly lack late-evolutionary stars due to the small number of stars in the cluster. Nevertheless, the results show that the method used can reliably determine the parameters for star clusters with measurements of the quality of PHAT photometry.

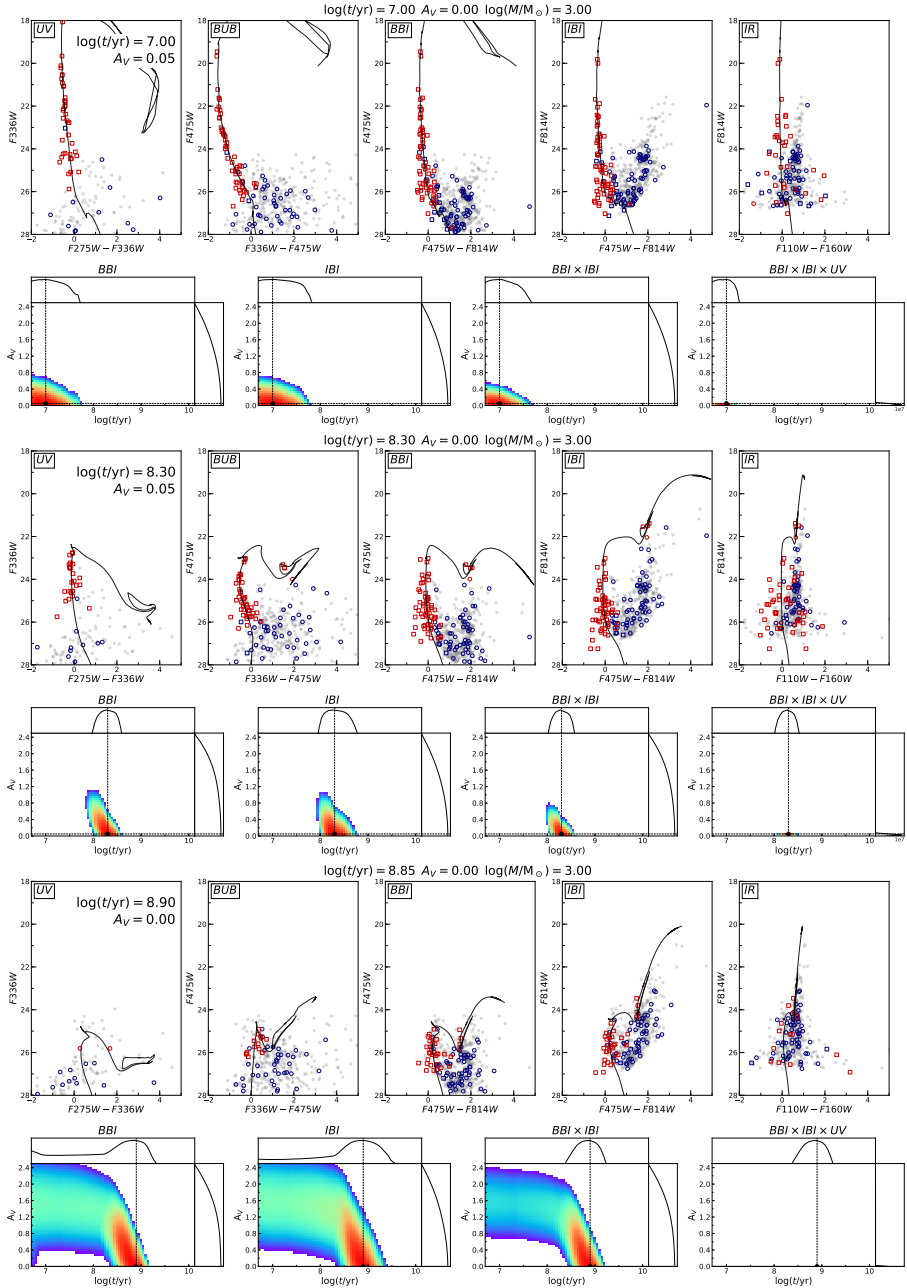
The method reliably determines ages and extinctions for clusters with masses of at least $\geq 1000 M_{\odot}$ and ages up to 1 Gyr. As the ages of the clusters grow, the dispersion of the results increases slowly. The reliability of the results depends much more on the mass of the cluster (the smaller the mass, the less reliable the results) and on the extinction values (the higher the extinction of the cluster, the less accurately the parameters are determined). Nevertheless, the average standard deviation of the age determination from the true values is 0.16 dex and for the extinction – 0.13 mag. The main factors determining the reliability of the results are the ratio of the number of cluster to background stars, the age difference between the background populations and the cluster, and the effect of age and extinction degeneracy which is shown in 2.7 fig.



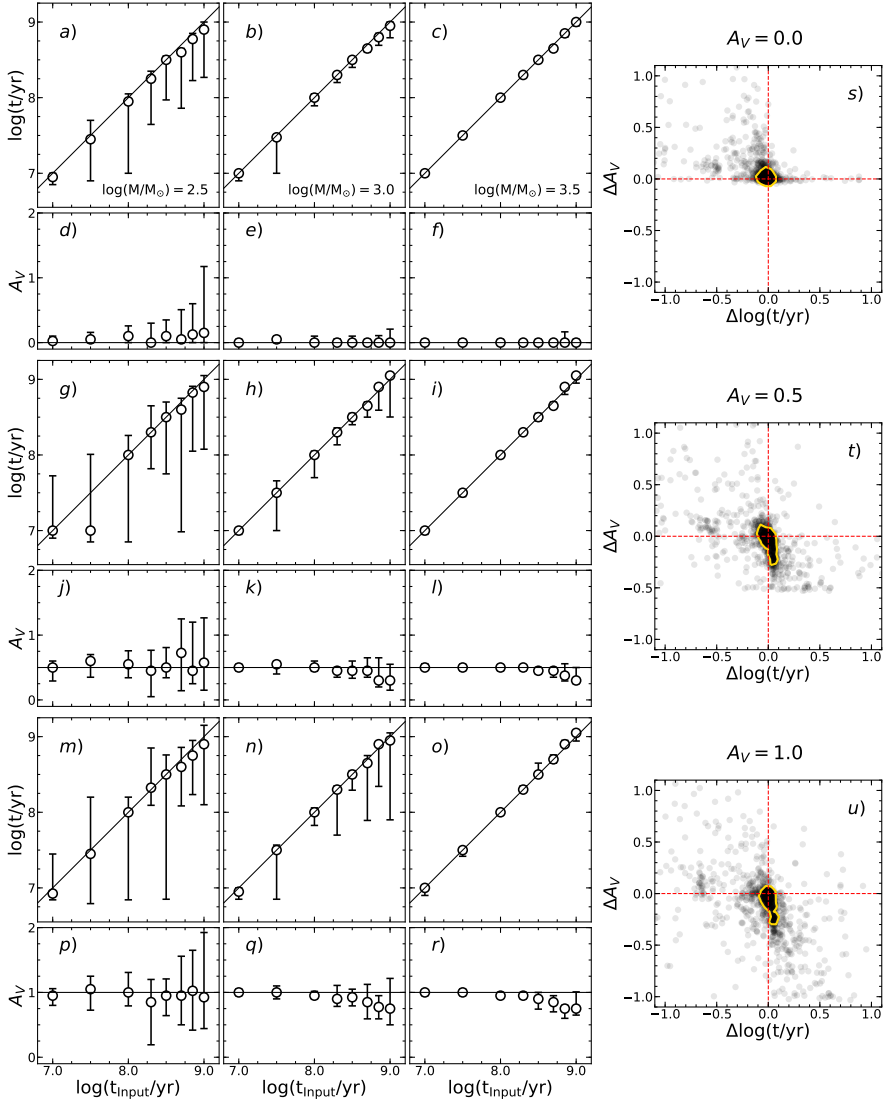
2.4 pav.: Colour-magnitude, colour-colour, and parameter probability distribution plots of a low-mass young artificial star cluster generated with two different extinction values. The determined parameters for each cluster are shown at the top of the first CMD plots, respectively. The isochrone corresponding to these parameters is drawn in black. The derived solution is marked with a black dot in the probability distribution diagrams. The actual cluster parameters are indicated above the corresponding diagram. The real stars of the cluster are marked with triangles. Circles mark the background stars randomly selected from the real environment of the M31 galaxy cluster APID 2843. Grey dots are background stars from the 2-3.5 R_{ap} ring around the centre of the real APID 2843 cluster. Stars marked in red are used in cluster parameterization. Blue - rejected stars as pollution from the field population.



2.5 pav.: Analogous diagrams as in 2.4 fig. of an artificial star cluster with an older age (300 Myr) generated with three different mass values. The influence of cluster mass on the determined results is visible.



2.6 pav.: Analogous diagrams as in 2.4 fig. of a low-mass artificial star cluster generated with three different ages. The influence of cluster age on the determined results is visible.



2.7 pav.: Results of tests of artificial star clusters - dependence of reconstructed parameters (age and extinction) on real artificial cluster parameters. Artificial clusters are generated with three extinction values: $A_V = 0.00$ – top two rows, $A_V = 0.50$ – middle two rows, $A_V = 1.00$ – bottom two rows. Clusters are generated with three initial cluster stellar mass values: $300 M_\odot$ – first column, $1000 M_\odot$ – second column, $3000 M_\odot$ – third column. For each set of age, extinction, and mass parameters, 50 different realisations of artificial clusters were generated. Open circles indicate the medians of the distributions of the fitted parameters, and the error bars – the 16th and 84th percentiles. The fourth column shows the interdependence of the differences between the estimated parameters and the true ones, illustrating the age-extinction degeneracy. The yellow contours cover 68% of all points.

2.4. Star cluster parameters of the Andromeda galaxy

By applying the method described in section 2.2 to the PHAT survey data, parameters (age and extinction) were determined for 854 star clusters in the Andromeda galaxy. Examples of deriving parameters for clusters of various characteristic parameters are shown in 3.8–3.11 fig. Also, using the obtained cluster age and extinction values and integrated magnitude estimates published by Naujalis et al. (2021), their masses were determined after applying the approximation of SSP models.

To assess the reliability of the results, the determined parameters of the star clusters were compared with Johnson et al. (2016) published values of ages, extinctions and masses of young clusters, later supplemented by clusters older than 300 Myr in Johnson et al. (2022) paper. A total of 682 clusters overlap between our samples (2.12 and 2.13 fig.). Most of the determined values correspond quite well to the published results of Johnson et al. (2016, 2022). The average difference in ages of star clusters equals $\langle \Delta \log(t/\text{yr}) \rangle \simeq 0.09$ dex, the average difference in interstellar extinction values equals $\langle \Delta A_V \rangle \simeq -0.10$ mag and the average mass difference equals $\langle \Delta \log(M/M_\odot) \rangle \simeq 0.05$ dex. The following differences in the results are small and correspond to the average errors of the cluster parameters: $\langle \sigma(\log(t/\text{yr})) \rangle \simeq 0.1$ dex, $\langle \sigma(A_V) \rangle \simeq 0.1$ mag, $\langle \sigma(\log(M/M_\odot)) \rangle \simeq 0.1$ dex. Nevertheless, it is clear that our method systematically determines slightly older cluster ages and, at the same time, slightly lower extinction values. This degeneracy of cluster parameters is well known in integrated photometry cluster studies (de Meulenaer et al., 2013, 2014) and as shown by the results of tests with artificial star clusters (2.7 fig.), also valid in the analysis of CMD diagrams. At the same time, systematic differences between the determined cluster masses may have arisen due to the fact that in this work the masses were determined using a simple SSP method, which does not take into account the stochasticity of the stellar masses in the cluster. It is because of this that the biggest differences are seen between the smallest mass clusters $< 800 M_\odot$, where stochasticity effects are the greatest (2.13 fig.).

However, the parameter values determined by several clusters differ significantly. These outliers are likely due to extremely large errors in distinguishing cluster members. Many more stars of the field population fall into the aperture zones of all these clusters than the members of the cluster itself, which makes it extremely difficult to reliably estimate the parameters of these clusters. Also, other differences in the determined parameters could have arisen due to the fact that in this work the research was performed with a newer version of the photometry catalogue of stars in the Andromeda galaxy Williams et al. (2023). Also, unlike Johnson et al. (2016, 2022), this work used stellar measurements not only in the $F475W$ and $F814W$ photometric bands, but also in photometric bands covering the UV and IR regions ($F275W$, $F336W$, $F110W$, $F160W$).

This may have improved the accuracy of the selection of cluster members, as the stars in the field population are typically older than the cluster stars (only clusters younger than 1 Gyr were studied in this work) and much fainter in the UV region, so they are often easier to distinguish from true cluster members. In addition, the optical resolution is much higher in the UV region, making stellar measurements less affected by the dense field stellar background.

The determined distribution of extinction values of clusters (2.14a fig.) shows that the youngest clusters ($t \leq 50$ Myr) do not have extinction values lower than $A_V < 0.3$ mag, but the older the clusters, the lower this lower extinction limit. Because younger clusters have had less time to move away from their birthplace, they are more likely to be found close to regions of dense gas that are still forming stars. As a result, young clusters are more likely to occur in or behind clouds of dusty gas. Nevertheless, some of the older clusters (≥ 500 Myr) also have significant extinction values. These clusters are most likely on the other side of the galactic disc, blocked by a dense layer of interstellar gas. However, extinction values for some clusters may have been determined higher than they actually are due to differential extinction in the cluster environment. The method used in this work does not take into account the effects of differential extinction and may have determined higher extinction values for such clusters than they should. This problem is most relevant for young clusters, which are more often found in inhomogeneous dust clouds.

The distribution of the derived cluster masses versus age is shown in 2.14b fig. The red dashed curve approximates the cluster detection limit of the used cluster catalogue. This limit corresponds to SSP models of solar metallicity without extinction, with an integrated magnitude of $F475W = 21.5$. The real detection limit strongly depends on the specific cluster extinction value and the population density of field stars in the cluster environment. The determined mass values are in good agreement with the published results of Johnson et al. (2016, 2022) without any systematic deviations, except for the youngest (≤ 10 Myr) and the lowest mass ($M \leq 300 M_\odot$) clusters. A dozen of them are up to 2 times the mass we determined. Clusters of such low masses start to be dominated by the stochasticity of the number of stars, so the approximation of SSP models is no longer suitable for them.

From the differential age distribution of star clusters (2.15 fig.), it is possible to determine the features of the star formation history of the galaxy and the evolution of star clusters. All distributions in 2.15 fig. were plotted after rejecting clusters with masses less than $800 M_\odot$, thus avoiding cluster detection completeness effects for clusters younger than ~ 700 Myr age (2.14b fig.). The distribution is basically dominated by the evolutionary fading of clusters described by the exponential decrease of the number of clusters per age interval (marked in blue) up to ~ 300 Myr, when the processes of cluster disruption start to dominate the distribution (Boutloukos & Lamers, 2003; Lamers et al.,

2005; Fouesneau et al., 2014b; Johnson et al., 2017). Unfortunately, the sample of clusters under consideration does not allow a reliable estimation of the rate of disintegration of clusters, as it covers an insufficiently wide age range. Furthermore, the statistics of clusters older than ~ 600 Myr are already noticeably affected by cluster detection completeness effects (2.14b fig.), even after excluding low-mass clusters. Therefore, the cluster disruption function (marked by the red dashed line) found by other authors in the southwestern part of the Andromeda disc (Vansevičius et al., 2009) was plotted in the diagrams.

The distribution of cluster ages over the past 130 Myr is consistent with a uniform cluster fading process. From this, it can be concluded that the rate of cluster formation, and at the same time the rate of star formation, was constant in the analysed region of the galaxy during this period. Meanwhile, at even older ages, a clear increase in the number of clusters is seen at the age of (220 ± 40) Myr, indicating an episode of enhanced cluster formation. This episode may have been caused by Andromeda's interaction with the M32 galaxy (Gordon et al., 2006; Block et al., 2006; Wang et al., 2012; Dierickx et al., 2014). According to Gordon et al. (2006), the M32 galaxy may have collided with the galactic disc of M31 ~ 210 Myr and then a second time before ~ 110 Myr. However, the cluster age distribution derived in this work (2.15 fig.) does not show an episode of enhanced cluster formation before 110 Myr. These differences between regions of the galactic disc could be explained by the fact that the M32 galaxy crossed the Andromeda galaxy disc for the second time in the southwestern region and did not significantly affect cluster formation in the opposite region of the north-eastern disc, which is studied in this work.

Judging by the fact that the number of star clusters begins to decrease only at an age of 300 Myr, the characteristic time of cluster disruption in the north-eastern region of Andromeda's disc could be 300 Myr or even more. Such a conclusion would correspond to the results of other authors (Vansevičius et al., 2009; de Meulenaer et al., 2017; Johnson et al., 2017). However, due to the intense star formation episode that occurred at the same time and the small number of older clusters, the exact value of the characteristic cluster disruption time cannot be determined.

The distribution of the determined masses of the 854 star clusters studied in this work is shown in 2.16 fig. Cluster masses vary from $100 M_{\odot}$ to $20\,000 M_{\odot}$. The most common value is $\sim 1500 M_{\odot}$. The number of lower mass clusters decreases steadily due to detection completeness effects - the lower the mass of a cluster, the less likely it is to be detected. On the other hand, the distribution of higher mass clusters should not be distorted by detection completeness effects. Therefore, only the interval of higher masses $M \geq 2000 M_{\odot}$ was used for the study of the cluster mass distribution. In this mass interval, the Schechter function (Gieles, 2009) was fitted to the differential mass distribution - marked by the blue curve 3.16 fig. The function is tuned by changing only the

characteristic mass M^* parameter – the α parameter is fixed at the value of $\alpha = 2$. The Schechter function that best describes the cluster mass distribution is found by finding the maximum of the Poissonian likelihood function:

$$P(M^*) = \prod_i \exp[N_i \ln(S(M^*, M_i)) - S(M^*, M_i) - \ln(\Gamma(N_i + 1))] \quad (2.9)$$

$$S(M^*, M_i) = \int_{M_i} A(M^*) m^{-\alpha} \exp(-m/M^*) dm,$$

here M^* is the characteristic star cluster mass of the Schechter function; $M_i - i$ -th cluster mass bin; N_i – number of clusters in M_i cluster mass bin; $S(M^*, M_i)$ – the integral of the Schechter function in the M_i mass bin; $\Gamma(N_i + 1)$ – gamma function; $A(M^*)$ – Schechter function normalization constant. This function is mathematically equivalent to the probability mass function of the Poisson distribution, but unlike the traditional expression, it is not sensitive to small numerical errors and is therefore more suitable for computer calculations. The resulting distribution of this function and the M^* value that best matches the data (red vertical line) are shown in 2.16 fig. Also, the confidence interval of the determined M^* value is estimated from this function distribution – the 16th and 84th percentile interval is marked with blue vertical lines.

The determined characteristic mass of the Schechter function $M^* = (11.0_{-2.3}^{+3.5}) \times 10^3 M_\odot$ is in agreement with the Johnson et al. (2016) determined $M^* = (8.5_{-1.8}^{+2.8}) \times 10^3 M_\odot$ value for young (<300 Myr) Andromeda star clusters. On the other hand, the obtained mass distribution does not correspond to the Schechter function ($M^* = 2 \times 10^5 M_\odot$) determined by Vansevicius et al. (2009) in the southwestern part of the M31 disc – marked with a red curve 2.16 fig. A clear lack of massive clusters is visible. Their sample of clusters spans much older ages (≤ 3 Gyr) and contains many more massive clusters, unlike the sample of clusters studied in this paper. This confirms Johnson et al. (2016) finding that the mass function of young (<300 Myr) clusters is truncated in Andromeda, and also shows that this feature also holds for more than twice as old (<700 Myr) star clusters. Schechter’s function was also fitted separately to star clusters of two age intervals and a trend for the characteristic mass to grow with increasing cluster age was determined (2.17 and 2.18 fig.): $\log(t/\text{yr}) \leq 8.0$, $M^* = (10.4_{-4.0}^{+13.8}) \times 10^3 M_\odot$; $8.0 < \log(t/\text{yr}) \leq 8.6$, $M^* = (12.3_{-3.6}^{+7.5}) \times 10^3 M_\odot$.

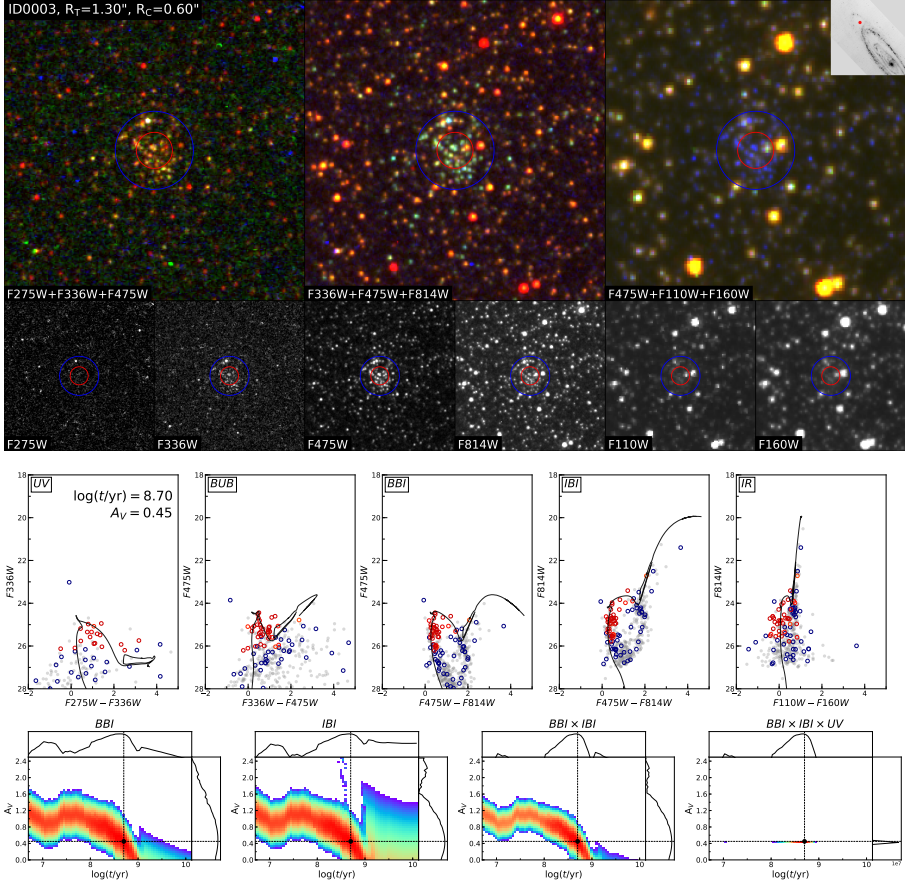
The distribution of all studied star clusters in the deprojected disc of the M31 galaxy is shown in 2.19 fig. The positional angle of the major axis is equal to 37.7° and the inclination angle of the disc is equal to 77.5° (Hodge, 1992). Clusters of four age groups are shown in different colours. It can be seen that the clusters are more concentrated in three ring structures than in spirals. In addition, the younger the clusters, the more concentrated their distributions are at the centres of the rings. For convenience, these structures will hereafter be referred to as star cluster rings. From the radial distribution of young

(≤ 100 Myr) and massive ($\geq 800 M_{\odot}$) clusters shown in 2.20 fig., the positions of the centres of these rings were determined: at distances of ~ 6 kpc, ~ 11 kpc and ~ 16 kpc from the galactic centre.

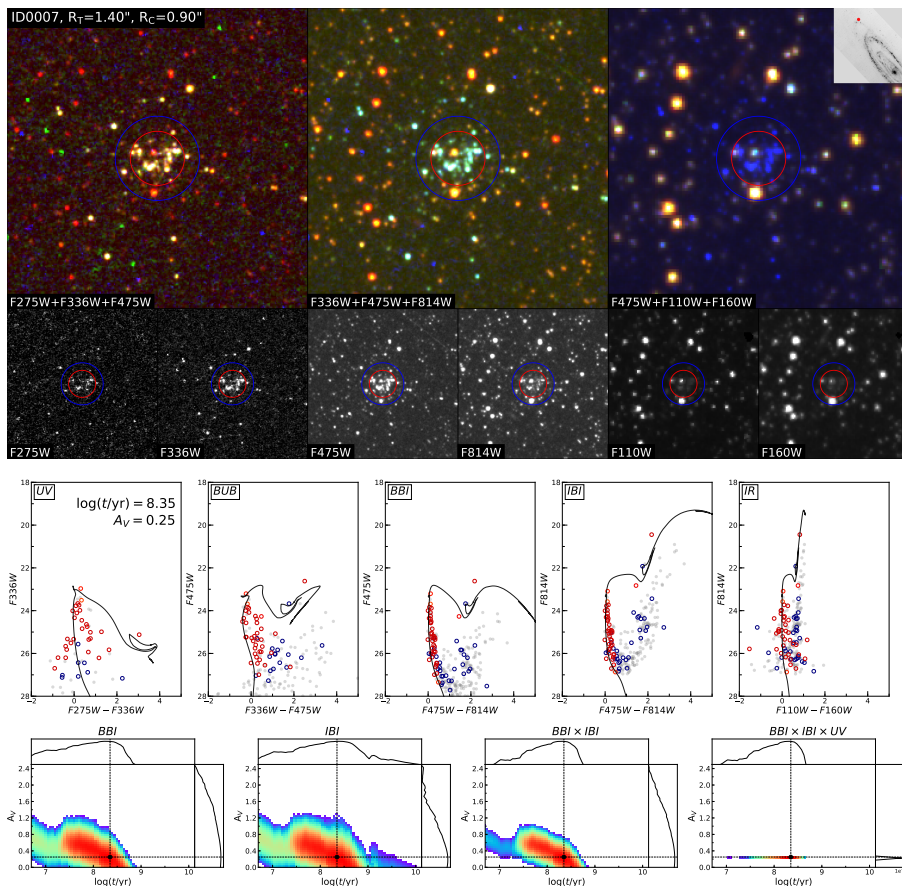
The distributions of the cluster number surface density and age medians in the galactic disc (2.21 fig.) show a very slow evolution of cluster group structures – during 400 Myr, the distribution of clusters remained concentrated at three cluster rings. In addition, the distributions of the median ages of the clusters in the middle 11 kpc ring show that star formation did not occur uniformly throughout the ring at the same time. Individual areas of the ring are dominated by cluster populations of different ages.

The radial distribution of the star cluster number surface density, normalized to the age interval, is shown in 2.20 fig. Distributions calculated for two age intervals: young $t \leq 100$ Myr (blue line) and older $100 < t \leq 400$ Myr (red line) clusters. The distributions are calculated in the 60° azimuthal segment (from -25° to $+35^{\circ}$ around the major axis), since only in this zone does the PHAT survey fully cover the galactic disc up to a distance of 20 kpc from the centre. Over the entire 400 Myr age interval, overdensities in the cluster distribution are visible at distances of 6 and 11 kpc from the Galactic centre. Meanwhile, the 16 kpc ring is visible only in the distribution of the youngest $t \leq 100$ Myr clusters. This suggests that the outermost ring formed only in the last 100 Myr, unlike the other two rings. This indicates that the formation of the third ring and the other two rings were caused by at least two different events. The 6 and 11 kpc rings may have formed as a result of M32 passing through the Andromeda disc ~ 210 Myr ago, while the formation of 16 kpc ring started only after the second pass of M32 ~ 110 Myr ago (Gordon et al., 2006).

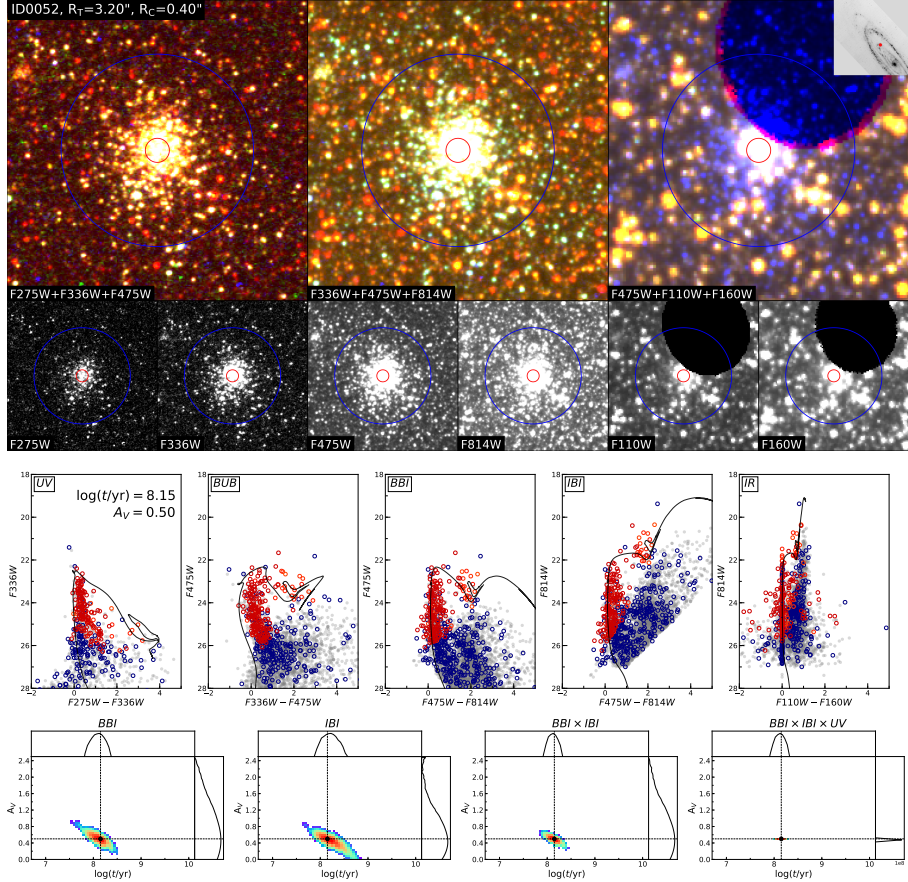
Our results show that younger clusters $t \leq 100$ Myr are more concentrated in narrow star cluster rings compared to the population of older clusters $t > 100$ Myr. This confirms that clusters form in smaller star-forming regions and then disperse throughout the galaxy. Nevertheless, even ~ 400 Myr age cluster distributions still correlate with the narrow distributions of the youngest clusters. From this it can be concluded that the dispersal of groups of star clusters from their birthplaces is a relatively slow process. From the differences between the younger ($t \leq 100$ Myr) and older ($100 < t \leq 400$ Myr) cluster distribution concentrations at the 11 kpc ring (2.20 and 2.21 fig.) the upper limit of the radial expansion for cluster groups < 0.5 kpc during the period of ~ 300 Myr was derived. From this, it was established that the dispersion of radial velocities of star clusters should not be greater than ~ 2 km/s. This value is much smaller than the observed dispersion of stellar velocities in the Andromeda Galaxy, which ranges from 30 to 50 km/s (Quirk et al., 2019). This suggests that star clusters enable a much more precise determination of the distribution of star formation in the galactic disc than studies of unbound stars, which spread out through the galaxy much more quickly after formation.



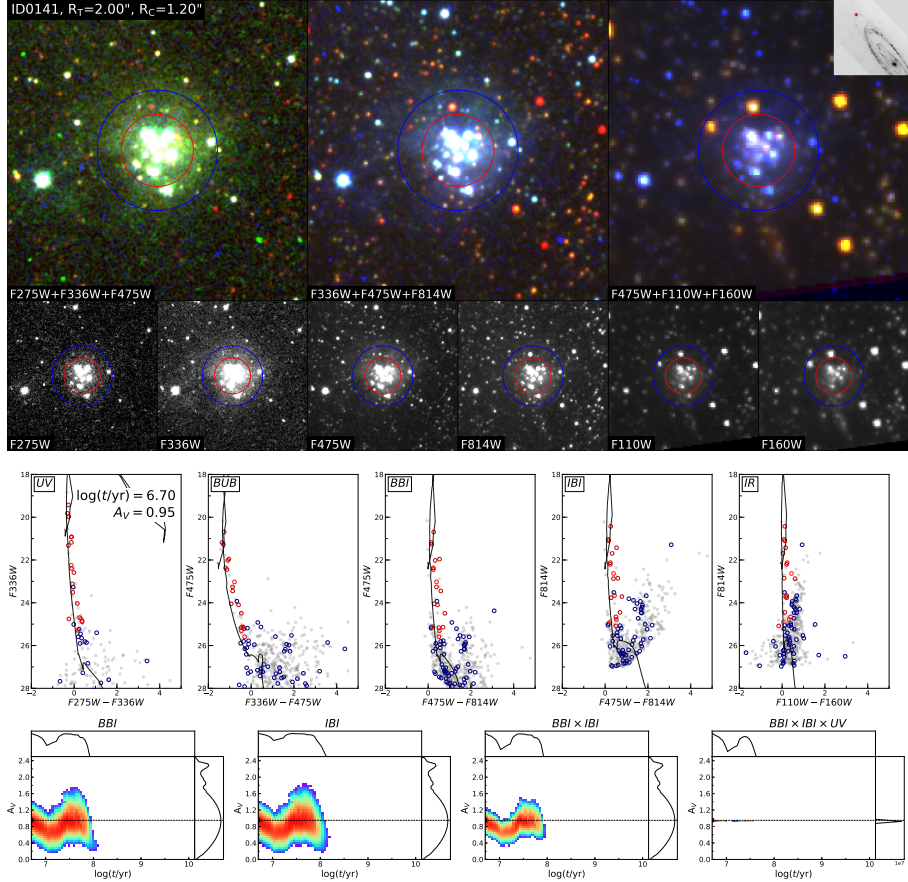
2.8 pav.: *Top*: images of the M31 galaxy star cluster APID 3 in all six photometric bands of the PHAT survey (bottom row of images) and various colour combinations (top row of three images). The names of the photometric bands and their combinations are indicated at the bottom left of each photo. The blue circles show the cluster apertures obtained by Naujalis et al. (2021) and the red circles the apertures they used to determine the cluster colours. The location of the cluster in the M31 galaxy is shown at top right. Each photo has a border size of $10''$. *Bottom*: Colour-magnitude (top row) and parameter probability distributions (bottom row) plots for this APID 3 cluster. The derived parameters of the cluster: $A_V = 0.45$, $\log(\text{Age}/\text{yr}) = 8.70$, $\log(M/M_\odot) = 3.30$. Stars marked in red were used in cluster parameterization. Blue - rejected stars as pollution from the field population. Grey points are background stars from the $2\text{--}3.5 R_{\text{ap}}$ ring around the cluster centre. The isochrone corresponding to the determined cluster parameters is drawn in black. The best solution is marked with a black dot in the probability distribution diagram.



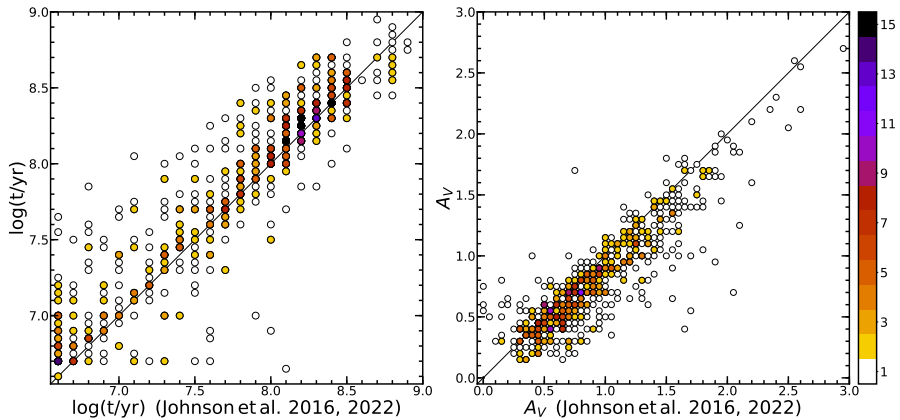
2.9 pav.: Analogous photos and diagrams as in 2.8 fig. of the young M31 galaxy star cluster APID 7. The derived mass is $\log(M/M_\odot) = 3.20$. The background of this cluster can be seen to be sparser than that of APID 3, making it easier to distinguish its stars from background objects.



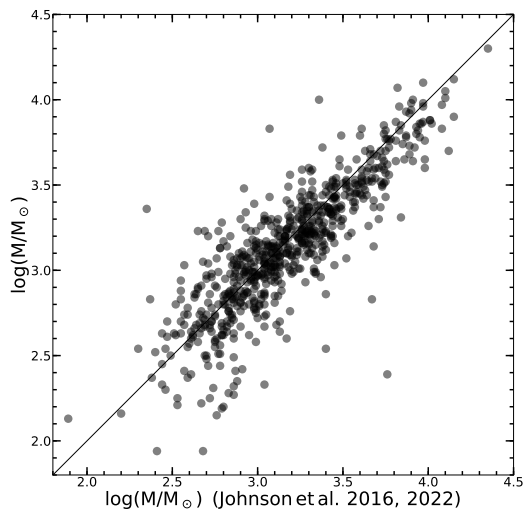
2.10 pav.: Analogous photos and diagrams as in 2.8 fig. of the massive and dense globular star cluster APID 52 of M31 galaxy. The derived mass is $\log(M/M_\odot) = 4.12$. Such massive and extremely dense but young star clusters are not found in the Milky Way galaxy. The central part of this cluster had to be excluded from the analysed area due to the extremely high density of stars. The dark spot seen in the IR measurements is a defect in the observations.



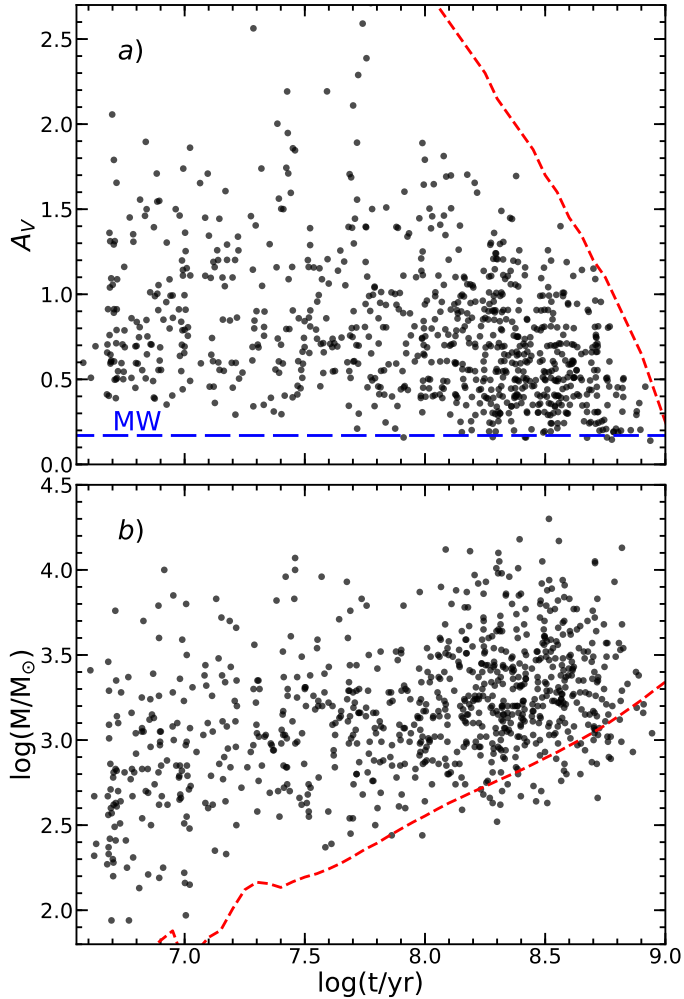
2.11 pav.: Analogous photos and diagrams as in 2.8 fig. of the extremely young M31 galaxy star cluster APID 141. The derived mass is $\log(M/M_\odot) = 2.82$. The CMD diagrams show that some of the old red field stars were assigned to the cluster. Nevertheless, this did not prevent to derive reliable cluster parameters, as such a young cluster has enough very bright stars to overshadow the faint background stars.



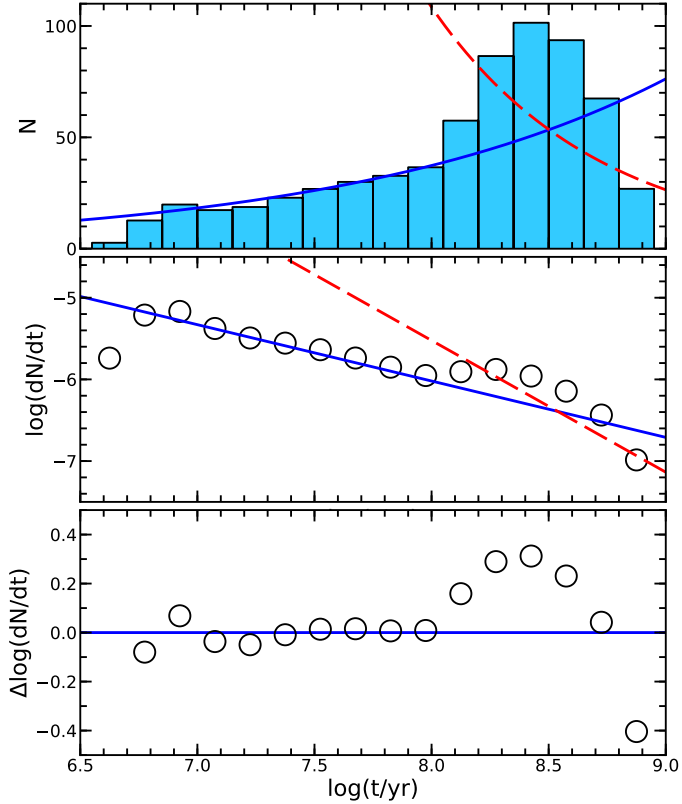
2.12 pav.: Comparison of the determined ages (left) and extinction (right) of the M31 galaxy star clusters with the values obtained by Johnson et al. (2016, 2022). Colours indicate the number of clusters at each point according to the colour scale shown on the right. A systematic bias is visible between the results – age and extinction degeneracy: the method described in this paper systematically derives slightly older cluster ages but lower extinction values than Johnson et al. (2016, 2022).



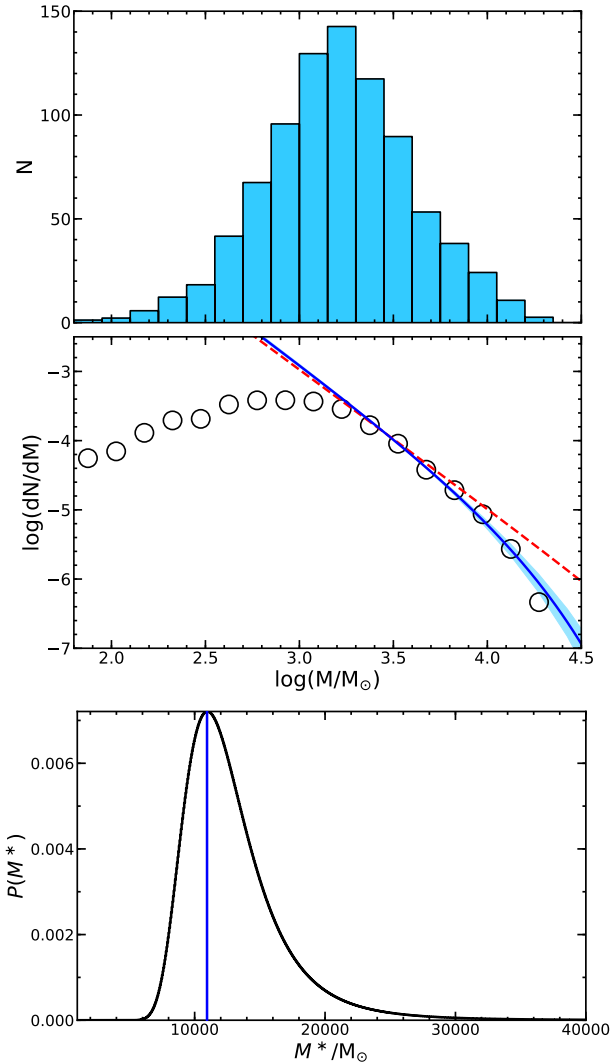
2.13 pav.: Comparison of the determined masses of the studied star clusters with the values obtained by Johnson et al. (2016, 2022). A slight systematic bias is visible - cluster masses derived in this work are on average smaller by $\langle \Delta \log(M/M_{\odot}) \rangle \simeq 0.05$ dex. This systematic bias and spread increases noticeably for low-mass clusters ($< 800 M_{\odot}$) – the SSP method used in this work to determine cluster masses does not take into account the stochasticity of stellar masses, which has the greatest effect on low-mass clusters.



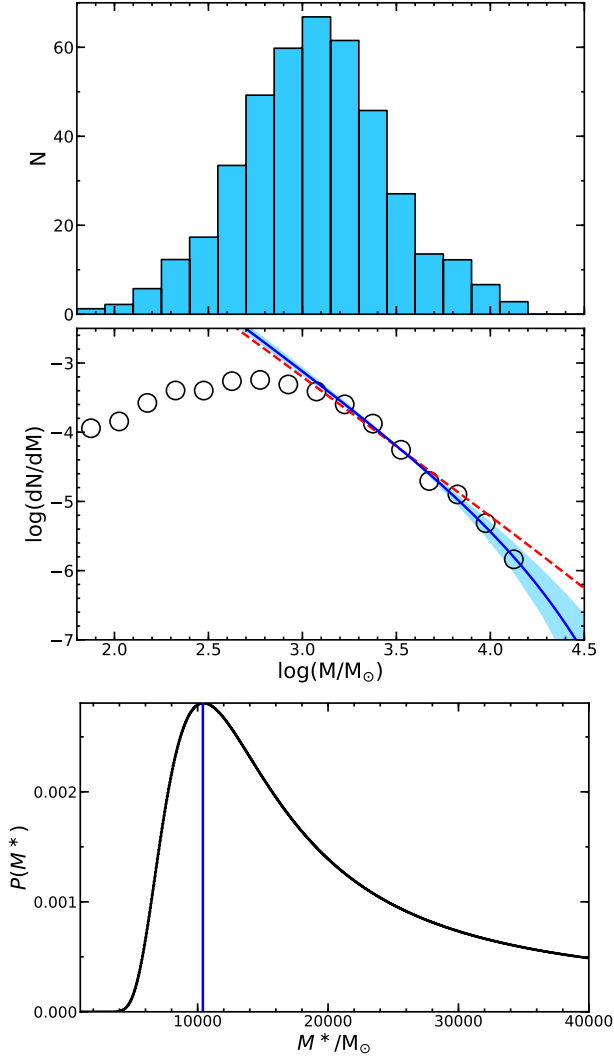
2.14 pav.: Derived extinction (panel a) and mass (panel b) versus age distributions of star clusters in the M31 galaxy. To reduce the overlapping of points and increase the clarity of the distributions, the coordinates of all points were randomly shifted in both axes from 0 to ± 0.0125 . The blue dotted line represents the interstellar extinction value of the Milky Way $A_V = 0.17$ in the direction of the Andromeda galaxy (Schlafly & Finkbeiner, 2011; Brown & Walker, 2022). The red dashed line in panel a indicates the limit where the cluster MSTO reaches $F475W = 25$ mag – the maximum limit for the application of the method described in this paper. The red dashed line in panel b indicates the limit where the cluster integrated magnitude is $F475W \leq 21.5$ mag – the approximate limit of cluster detection. It can be seen that the youngest clusters do not have extinction values lower than $A_V < 0.3$ mag, but the older clusters do. Also, a population of young gravitationally unbound stellar associations at the youngest ages is distinguished.



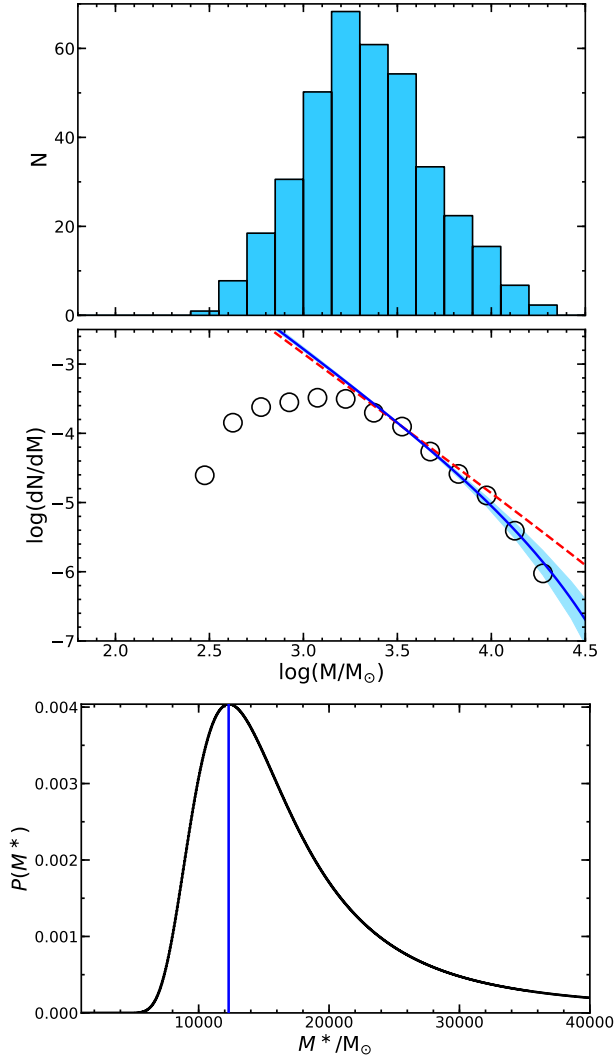
2.15 pav.: Top: distribution of determined ages for star clusters more massive than $800 M_{\odot}$. Middle: differential age distribution of the same sample of clusters (size of circles corresponds to the mean error of the points). The solid blue line shows the rate of evolutionary decay of clusters, and the dashed red line the rate of cluster disruption. The inclination angles of these lines are chosen according to the results of Vansevičius et al. (2009) determined for the southwestern region of Andromeda's disc. Bottom: differences between the differential age distribution and the evolutionary decay rate of the clusters.



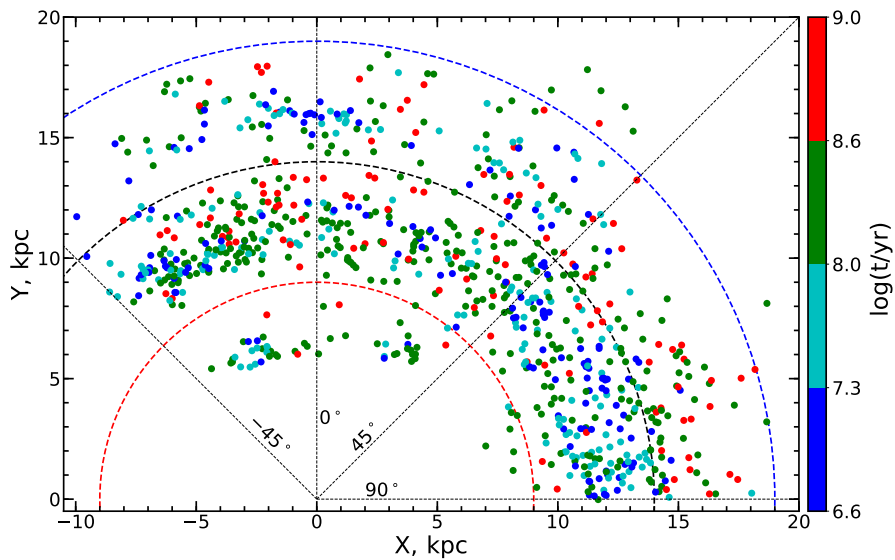
2.16 pav.: Top: Mass distribution of 854 star clusters. Middle: the differential mass distribution of the same sample of clusters normalized to the total number of clusters (circle size corresponds to the mean error of the points). The red dashed line shows the Schechter function (Gieles, 2009) with characteristic mass $M^* = 2 \times 10^5 M_\odot$, which was found in the southwestern part of the M31 disc. The solid blue line shows the Schechter function fitted to this cluster sample with characteristic mass $M^* = 11.0 \times 10^3 M_\odot$. The cyan areas indicate the confidence interval of the fit of the function $(8.7 - 14.5) \times 10^3 M_\odot$ – the 16th and 84th percentiles of the probability density function. Both functions are aligned at the $3000 M_\odot$ point. Bottom: probability density function of the Schechter’s characteristic cluster mass. The blue vertical line indicates the most likely M^* value, and the blue area around – the 16th and 84th percentiles of the distribution.



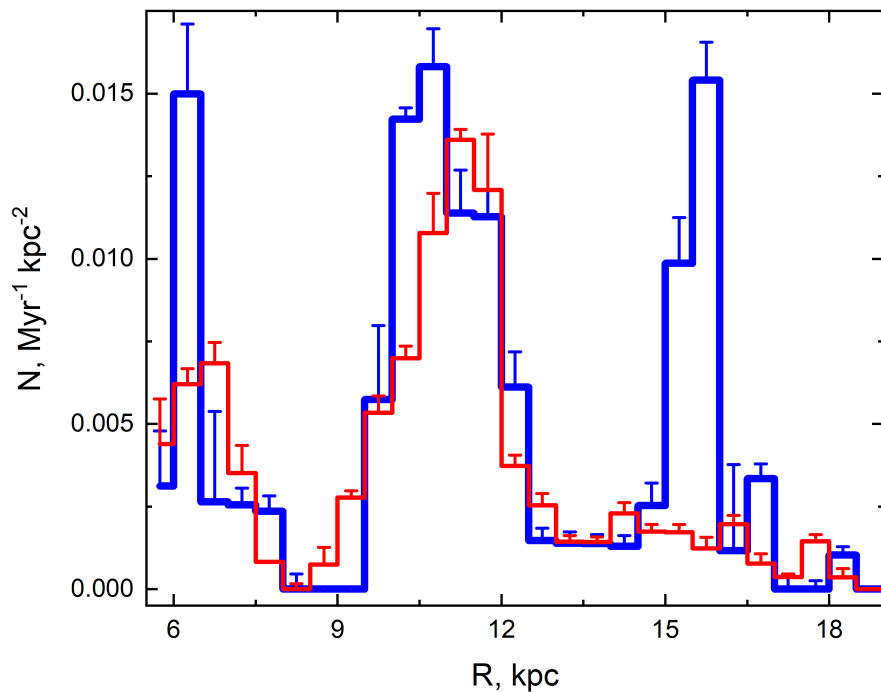
2.17 pav.: Mass distribution of young ($t \leq 100$ Myr) star clusters in the M31 galaxy (top), differential mass distribution (middle) and Schechter function characteristic cluster mass probability density function (bottom). All markings are analogous to 2.16 fig. The characteristic mass value of the Schechter function fitted to the distribution of young clusters $M^* = (10.4_{-4.0}^{+13.8}) \times 10^3 M_\odot$.



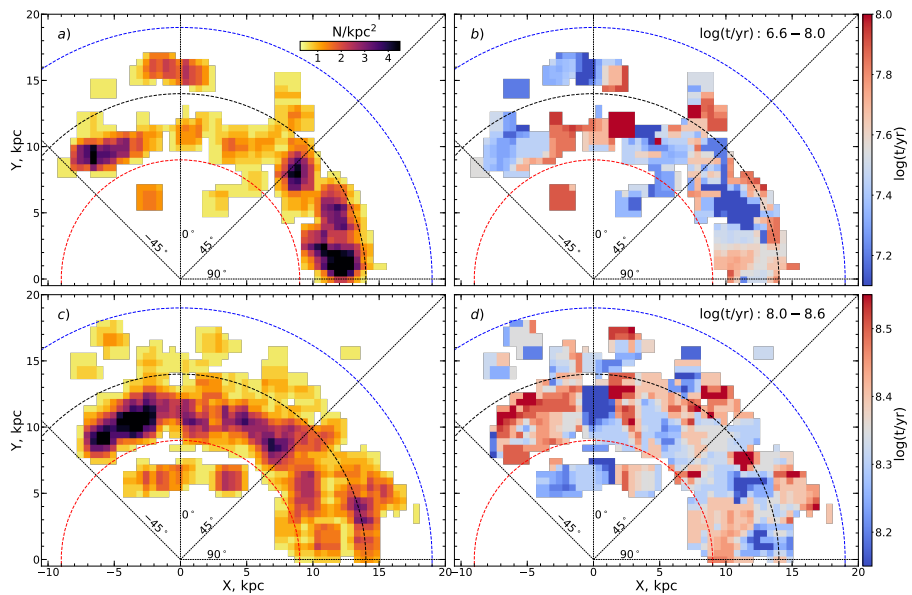
2.18 pav.: Mass distribution (top), differential mass distribution (middle) and Schechter function characteristic cluster mass probability density function (bottom) of star clusters in the M31 galaxy with ages $100 < t \leq 400$ Myr. All markings are analogous to 2.16 fig. The characteristic mass value of the Schechter function fitted to the distribution of young clusters $M^* = (12.3^{+7.5}_{-3.6}) \times 10^3 M_{\odot}$ is higher than that determined for the youngest $t \leq 100$ Myr clusters (2.17 fig.).



2.19 pav.: Positions of the analysed star clusters in the deprojected disc of the Andromeda galaxy. The determined cluster ages are coded in four colours according to the scale shown on the right. The vertical dashed line labeled 0° indicates the major axis of the galactic disc. Clusters closer to us have negative X coordinates, clusters on the far side of the disc have positive X values. The circles represent distances of 9, 14, and 19 kpc from the Galactic centre.



2.20 pav.: Distributions of the number surface density of massive ($\geq 800 M_{\odot}$) star clusters, normalized to the age interval, for two different age intervals. The distributions are calculated in a 60° azimuthal segment – from -25° to $+35^{\circ}$ around the major axis. The distribution of the youngest ($t \leq 100$ Myr) clusters is marked by a blue line, the older ones ($100 < t \leq 400$ Myr) are marked by a red line. The error bars represent the RMS dispersion of the radial bins.



2.21 pav.: Distributions of the number surface density of massive ($\geq 800 M_{\odot}$) star clusters (diagrams a and c) and median age distributions (diagrams b and d) in the deprojected galactic disc. Cluster number surface density values are colour-coded according to the indicated scale in the middle. The upper diagrams a) and b) show the distributions of young ($t \leq 100$ Myr) clusters, the lower ones c) and d) show the distributions of older ($100 < t \leq 400$ Myr) clusters. Median ages (plots b and d) are colour-coded according to the corresponding scales on the right. All other notations are the same as in 2.19 fig.

OVERVIEW OF MAIN RESULTS

In this work, the star formation history of the dwarf irregular galaxy Leo A and a population of the 854 star cluster of the Andromeda galaxy were investigated using the developed analysis methods. These results were obtained based on photometric observations of stars by the ACS camera of the Hubble Space Telescope and the Suprime-Cam camera of the ground-based Subaru telescope.

The reconstructed star formation history of Leo A consists of various episodes of star formation activity followed immediately by star formation suppression. These results support the scenario of bursty star formation in dwarf galaxies (Teyssier et al., 2013; Oñorbe et al., 2015) and at the same time help to solve one of the problems of the currently prevailing cosmological Λ CDM model. The centres of dwarf galaxies created in recent cosmological simulations of the universe are too dense compared to observations of real galaxies. However, modelling star formation in bursts solves this problem, as star formation feedback periodically pushes the gas away from the galactic centre and prevents it from over-densifying.

It was determined that the majority of Leo A stars $\sim 80\%$ formed only in the last 6 Gyr. Nevertheless, the population of the oldest >10 Gyr stars was discovered in the galaxy, confirming the conclusions of other authors about its existence (Dolphin et al., 2002; Cole et al., 2007; Ruiz-Lara et al., 2018). Also, the mass of all stars in the galaxy $M_* = 3.3 \times 10^6 M_\odot$ was determined, which is in good agreement with the estimates of other authors (Cole et al., 2014; Kirby et al., 2017).

The obtained age-metallicity relation of the Leo A galaxy is consistent with gas chemical composition measurements (van Zee et al., 2006; Ruiz-Escobedo et al., 2018), which show the current metallicity of the galaxy, and spectroscopic measurements of old >1 Gyr stars (Kirby et al., 2017). At the same time, the reconstructed evolution of the galaxy supports the hypothesis that additional low-metallicity gas fell into Leo A during the main period of star formation Kirby et al. (2017).

Also, the two-dimensional evolution of the star formation of Leo A over the last 500 Myr has been reconstructed. The obtained results show that the star-forming region has been shrinking during the last few hundred million years. This supports the prevailing theory that dwarf galaxies are characterized by an outside-in scenario (Hidalgo et al., 2013; Benítez-Llambay et al., 2016). In addition, the determined dependence of the surface density of the star formation rate on the gas surface density corresponds to the results obtained in other galaxies with low gas density (Bigiel et al., 2008, 2010) and extends them to the area of extremely low metallicities.

The parameters of the 854 star clusters in the Andromeda Galaxy (M31)

have been determined by applying a newly developed cluster analysis method to data from the PHAT survey, which covers one third of the galactic disc. Cluster age and extinction parameters were determined by comparing the photometric data of isolated cluster stars with the bank of stellar evolution models. The obtained results correspond well to the work of previous authors and extend their results to older cluster ages.

The determined age distribution of the star clusters indicates at least three bursts of star formation in the M31 galaxy 30, 80 and 190 Myr ago. The last two episodes of star-forming activity may have been caused by the passage of the M32 galaxy through the disc of Andromeda galaxy (Wang et al., 2012). Also, there are indications that such bursty star formation episodes may have taken place in the past.

The determined distribution of star cluster ages shows that the rate of star cluster formation in the M31 galaxy was constant in the last ~ 130 Myr. Also, an episode of star formation which took place ~ 220 Myr ago is identified. This episode of star formation may have been caused by the passage of the M32 galaxy through the disc of Andromeda ~ 210 Myr ago (Block et al., 2006).

The results of Johnson et al. (2017) that the mass function of young star clusters (< 700 Myr) of the M31 galaxy is truncated is confirmed - the characteristic mass of the Schechter function is found to be $M^* = (11.0_{-2.3}^{+3.5}) \times 10^3 M_{\odot}$. Moreover, it is shown that this parameter M^* gradually increases for older cluster populations.

The age distribution of star clusters in the galactic disc shows that younger clusters are more concentrated in the dense star-forming regions of the galaxy's spiral arms. This indicates that most star clusters are formed in the spiral arms. Moreover, this correlation remains visible even up to ~ 400 Myr, indicating that the dispersion of the cluster velocities is very small. From the obtained age distributions of the clusters, it was estimated that the dispersion of the radial velocities of the clusters should not be greater than a few km/s. This is an order of magnitude smaller than the determined dispersion of the velocities of single stars in the M31 galaxy – from 30 to 50 km/s (Quirk et al., 2019). This shows that, unlike single stars, star clusters allow us to determine changes in star-forming morphology in the galactic disc even over several hundred million years.

LITERATŪROS SĄRAŠAS

- Allsopp, N. J. 1978, *MNRAS*, 184, 397
- Anderson, J., Piotto, G., King, I. R., Bedin, L. R., & Guhathakurta, P. 2009, *ApJ*, 697, L58
- André, P., Men'shchikov, A., Bontemps, S., Könyves, V., Motte, F., Schneider, N., Didelon, P., Minier, V., Saraceno, P., Ward-Thompson, D., di Francesco, J., White, G., Molinari, S., Testi, L., Abergel, A., Griffin, M., Henning, T., Royer, P., Merín, B., Vavrek, R., Attard, M., Arzoumanian, D., Wilson, C. D., Ade, P., Aussel, H., Baluteau, J. P., Benedettini, M., Bernard, J. P., Blommaert, J. A. D. L., Cambrésy, L., Cox, P., di Giorgio, A., Hargrave, P., Hennemann, M., Huang, M., Kirk, J., Krause, O., Launhardt, R., Leeks, S., Le Pennec, J., Li, J. Z., Martin, P. G., Maury, A., Olofsson, G., Omont, A., Peretto, N., Pezzuto, S., Prusti, T., Roussel, H., Russeil, D., Sauvage, M., Sibthorpe, B., Sicilia-Aguilar, A., Spinoglio, L., Waelkens, C., Woodcraft, A., & Zavagno, A. 2010, *A&A*, 518, L102
- Aparicio, A. & Hidalgo, S. L. 2009, *AJ*, 138, 558
- Baade, D. 1983, *A&AS*, 51, 235
- Barmby, P., Huchra, J. P., Brodie, J. P., Forbes, D. A., Schroder, L. L., & Grillmair, C. J. 2000, *AJ*, 119, 727
- Barton, E. J., Geller, M. J., & Kenyon, S. J. 2000, *ApJ*, 530, 660
- Bastian, N., Covey, K. R., & Meyer, M. R. 2010, *ARA&A*, 48, 339
- Bastian, N. & Lardo, C. 2018, *ARA&A*, 56, 83
- Bastian, N., Weisz, D. R., Skillman, E. D., McQuinn, K. B. W., Dolphin, A. E., Gutermuth, R. A., Cannon, J. M., Ercolano, B., Gieles, M., Kennicutt, R. C., & Walter, F. 2011, *MNRAS*, 412, 1539
- Berman, L. C., Johnson, L. C., Fouesneau, M., Dalcanton, J. J., Weisz, D. R., Seth, A. C., Williams, B. F., Bell, E. F., Bianchi, L. C., Caldwell, N., Dolphin, A. E., Gouliermis, D. A., Kalirai, J. S., Larsen, S. S., Melbourne, J. L., Rix, H.-W., & Skillman, E. D. 2012, *ApJ*, 760, 104
- Benítez-Llambay, A., Navarro, J. F., Abadi, M. G., Gottlöber, S., Yepes, G., Hoffman, Y., & Steinmetz, M. 2016, *MNRAS*, 456, 1185
- Benson, A. J., Lacey, C. G., Baugh, C. M., Cole, S., & Frenk, C. S. 2002, *MNRAS*, 333, 156
- Bernard, E. J., Aparicio, A., Gallart, C., Padilla-Torres, C. P., & Panniello, M. 2007, *AJ*, 134, 1124
- Bernard, E. J., Monelli, M., Gallart, C., Fiorentino, G., Cassisi, S., Aparicio, A., Cole, A. A., Drozdovsky, I., Hidalgo, S. L., Skillman, E. D., Stetson, P. B., & Tolstoy, E. 2013, *MNRAS*, 432, 3047

- Bhattacharya, S., Arnaboldi, M., Caldwell, N., Gerhard, O., Blaña, M., McConnachie, A., Hartke, J., Guhathakurta, P., Pulsoni, C., & Freeman, K. C. 2019, *A&A*, 631, A56
- Bigiel, F., Leroy, A., Walter, F., Blitz, L., Brinks, E., de Blok, W. J. G., & Madore, B. 2010, *AJ*, 140, 1194
- Bigiel, F., Leroy, A., Walter, F., Brinks, E., de Blok, W. J. G., Madore, B., & Thornley, M. D. 2008, *AJ*, 136, 2846
- Block, D. L., Bournaud, F., Combes, F., Groess, R., Barmby, P., Ashby, M. L. N., Fazio, G. G., Pahre, M. A., & Willner, S. P. 2006, *Nature*, 443, 832
- Bonatto, C. & Bica, E. 2007, *MNRAS*, 377, 1301
- Bonatto, C. & Bica, E. 2009, *MNRAS*, 392, 483
- Bonatto, C., Bica, E., & Lima, E. F. 2012, *MNRAS*, 420, 352
- Boutloukos, S. G. & Lamers, H. J. G. L. M. 2003, *MNRAS*, 338, 717
- Bressan, A., Marigo, P., Girardi, L., Salasnich, B., Dal Cero, C., Rubele, S., & Nanni, A. 2012, *MNRAS*, 427, 127
- Brown, P. J. & Walker, T. 2022, *AJ*, 163, 14
- Brown, W. R., Geller, M. J., Kenyon, S. J., & Kurtz, M. J. 2007, *ApJ*, 666, 231
- Burstein, D., Li, Y., Freeman, K. C., Norris, J. E., Bessell, M. S., Bland-Hawthorn, J., Gibson, B. K., Beasley, M. A., Lee, H.-c., Barbuy, B., Huchra, J. P., Brodie, J. P., & Forbes, D. A. 2004, *ApJ*, 614, 158
- Caldwell, N., Harding, P., Morrison, H., Rose, J. A., Schiavon, R., & Kriessler, J. 2009, *AJ*, 137, 94
- Caldwell, N., Schiavon, R., Morrison, H., Rose, J. A., & Harding, P. 2011, *AJ*, 141, 61
- Cannon, J. M., Most, H. P., Skillman, E. D., Weisz, D. R., Cook, D., Dolphin, A. E., Kennicutt, Robert C., J., Lee, J., Seth, A., Walter, F., & Warren, S. R. 2011, *ApJ*, 735, 36
- Cantat-Gaudin, T., Vallenari, A., Sordo, R., Pensabene, F., Krone-Martins, A., Moitinho, A., Jordi, C., Casamiquela, L., Balaguer-Núñez, L., Soubiran, C., & Brouillet, N. 2018, *A&A*, 615, A49
- Carretta, E., Bragaglia, A., Gratton, R. G., Lucatello, S., Catanzaro, G., Leone, F., Bellazzini, M., Claudi, R., D’Orazi, V., Momany, Y., Ortolani, S., Pancino, E., Piotto, G., Recio-Blanco, A., & Sabbi, E. 2009, *A&A*, 505, 117
- Casura, S., Liske, J., Robotham, A. S. G., Brough, S., Driver, S. P., Graham, A. W., Häußler, B., Holwerda, B. W., Hopkins, A. M., Kelvin, L. S., Moffett, A. J., Taranu, D. S., & Taylor, E. N. 2022, *MNRAS*, 516, 942

- Cignoni, M., Beccari, G., Bragaglia, A., & Tosi, M. 2011, *MNRAS*, 416, 1077
- Claria, J. J. & Lapasset, E. 1986, *AJ*, 91, 326
- Cole, A. A., Skillman, E. D., Tolstoy, E., Gallagher, John S., I., Aparicio, A., Dolphin, A. E., Gallart, C., Hidalgo, S. L., Saha, A., Stetson, P. B., & Weisz, D. R. 2007, *ApJ*, 659, L17
- Cole, A. A., Weisz, D. R., Dolphin, A. E., Skillman, E. D., McConnachie, A. W., Brooks, A. M., & Leaman, R. 2014, *ApJ*, 795, 54
- Daddi, E., Elbaz, D., Walter, F., Bournaud, F., Salmi, F., Carilli, C., Dannerbauer, H., Dickinson, M., Monaco, P., & Riechers, D. 2010, *ApJ*, 714, L118
- Dalcanton, J. J., Williams, B. F., Lang, D., Lauer, T. R., Kalirai, J. S., Seth, A. C., Dolphin, A., Rosenfield, P., Weisz, D. R., Bell, E. F., Bianchi, L. C., Boyer, M. L., Caldwell, N., Dong, H., Dorman, C. E., Gilbert, K. M., Girardi, L., Gogarten, S. M., Gordon, K. D., Guhathakurta, P., Hodge, P. W., Holtzman, J. A., Johnson, L. C., Larsen, S. S., Lewis, A., Melbourne, J. L., Olsen, K. A. G., Rix, H.-W., Rosema, K., Saha, A., Sarajedini, A., Skillman, E. D., & Stanek, K. Z. 2012, *ApJS*, 200, 18
- de Meulenaer, P., Narbutis, D., Mineikis, T., & Vasevičius, V. 2013, *A&A*, 550, A20
- de Meulenaer, P., Narbutis, D., Mineikis, T., & Vasevičius, V. 2014, *A&A*, 569, A4
- de Meulenaer, P., Narbutis, D., Mineikis, T., & Vasevičius, V. 2015, *A&A*, 574, A66
- de Meulenaer, P., Stonkutė, R., & Vasevičius, V. 2017, *A&A*, 602, A112
- Demers, S., Kibblewhite, E. J., Irwin, M. J., Bunclark, P. S., & Bridgeland, M. T. 1984, *AJ*, 89, 1160
- Di Matteo, P., Combes, F., Melchior, A. L., & Semelin, B. 2007, *A&A*, 468, 61
- Dierickx, M., Blecha, L., & Loeb, A. 2014, *ApJ*, 788, L38
- Dolphin, A. E. 2000, *PASP*, 112, 1383
- Dolphin, A. E. 2002, *MNRAS*, 332, 91
- Dolphin, A. E., Saha, A., Claver, J., Skillman, E. D., Cole, A. A., Gallagher, J. S., Tolstoy, E., Dohm-Palmer, R. C., & Mateo, M. 2002, *AJ*, 123, 3154
- Driver, S. P., Andrews, S. K., da Cunha, E., Davies, L. J., Lagos, C., Robotham, A. S. G., Vinsen, K., Wright, A. H., Alpaslan, M., Bland-Hawthorn, J., Bourne, N., Brough, S., Bremer, M. N., Cluver, M., Colless, M., Conselice, C. J., Dunne, L., Eales, S. A., Gomez, H., Holwerda, B., Hopkins, A. M., Kaffē, P. R., Kelvin, L. S., Loveday, J., Liske, J., Maddox, S. J., Phillipps, S., Pimblett, K., Rowlands, K., Sansom, A. E., Taylor, E., Wang, L., & Wilkins, S. M. 2018, *MNRAS*, 475, 2891

- Elmegreen, B. G. 2015, *ApJ*, 814, L30
- Elmegreen, B. G. 2018, *ApJ*, 854, 16
- Elmegreen, B. G. 2024, *ApJ*, 966, 233
- Elmegreen, B. G. & Hunter, D. A. 2015, *ApJ*, 805, 145
- Elson, R. A. & Walterbos, R. A. M. 1988, *ApJ*, 333, 594
- Finlator, K., Prescott, M. K. M., Oppenheimer, B. D., Davé, R., Zackrisson, E., Livermore, R. C., Finkelstein, S. L., Thompson, R., & Huang, S. 2017, *MNRAS*, 464, 1633
- Fisher, D. B., Bolatto, A. D., Herrera-Camus, R., Draine, B. T., Donaldson, J., Walter, F., Sandstrom, K. M., Leroy, A. K., Cannon, J., & Gordon, K. 2014, *Nature*, 505, 186
- Fouesneau, M., Johnson, L. C., Weisz, D. R., Dalcanton, J. J., Bell, E. F., Bianchi, L., Caldwell, N., Gouliermis, D. A., Guhathakurta, P., Kalirai, J., Larsen, S. S., Rix, H.-W., Seth, A. C., Skillman, E. D., & Williams, B. F. 2014a, *ApJ*, 786, 117
- Fouesneau, M., Johnson, L. C., Weisz, D. R., Dalcanton, J. J., Bell, E. F., Bianchi, L., Caldwell, N., Gouliermis, D. A., Guhathakurta, P., Kalirai, J., Larsen, S. S., Rix, H.-W., Seth, A. C., Skillman, E. D., & Williams, B. F. 2014b, *ApJ*, 786, 117
- Garro, E. R., Minniti, D., Gómez, M., Fernández-Trincado, J. G., Alonso-García, J., Hempel, M., & Zelada Bacigalupo, R. 2022, *A&A*, 662, A95
- Ge, J., Mao, S., Lu, Y., Cappellari, M., Long, R. J., & Yan, R. 2021, *MNRAS*, 507, 2488
- Gieles, M. 2009, *MNRAS*, 394, 2113
- Gilbert, K. M., Quirk, A. C. N., Guhathakurta, P., Tollerud, E., Wojno, J., Dalcanton, J. J., Durbin, M. J., Seth, A., Williams, B. F., Fung, J. T., Tangirala, P., & Yusufali, I. 2022, *ApJ*, 924, 116
- Glover, S. C. O. & Clark, P. C. 2012a, *MNRAS*, 421, 9
- Glover, S. C. O. & Clark, P. C. 2012b, *MNRAS*, 426, 377
- Gomes, J. M. & Papaderos, P. 2017, *A&A*, 603, A63
- Gordon, K. D., Bailin, J., Engelbracht, C. W., Rieke, G. H., Misselt, K. A., Latter, W. B., Young, E. T., Ashby, M. L. N., Barmby, P., Gibson, B. K., Hines, D. C., Hinz, J., Krause, O., Levine, D. A., Marleau, F. R., Noriega-Crespo, A., Stolovy, S., Thilker, D. A., & Werner, M. W. 2006, *ApJ*, 638, L87
- Hammer, F., Yang, Y. B., Wang, J. L., Ibata, R., Flores, H., & Puech, M. 2018, *MNRAS*, 475, 2754

- Hidalgo, S. L., Monelli, M., Aparicio, A., Gallart, C., Skillman, E. D., Cassisi, S., Bernard, E. J., Mayer, L., Stetson, P., Cole, A., & Dolphin, A. 2013, *ApJ*, 778, 103
- Hodge, P. W. 1979, *AJ*, 84, 744
- Hodge, P. W. 1992, *The Andromeda galaxy*, Vol. 176
- Hodge, P. W., Mateo, M., Lee, M. G., & Geisler, D. 1987, *PASP*, 99, 173
- Hopkins, P. F., Narayanan, D., & Murray, N. 2013, *MNRAS*, 432, 2647
- Hopkins, P. F., Quataert, E., & Murray, N. 2012, *MNRAS*, 421, 3522
- Hunt, L. K., García-Burillo, S., Casasola, V., Caselli, P., Combes, F., Henkel, C., Lundgren, A., Maiolino, R., Menten, K. M., Testi, L., & Weiss, A. 2015, *A&A*, 583, A114
- Hunt, L. K., Testi, L., Casasola, V., García-Burillo, S., Combes, F., Nikutta, R., Caselli, P., Henkel, C., Maiolino, R., Menten, K. M., Sauvage, M., & Weiss, A. 2014, *A&A*, 561, A49
- Hunter, D. A., Ficut-Vicas, D., Ashley, T., Brinks, E., Cigan, P., Elmegreen, B. G., Heesen, V., Herrmann, K. A., Johnson, M., Oh, S.-H., Rupen, M. P., Schrubba, A., Simpson, C. E., Walter, F., Westpfahl, D. J., Young, L. M., & Zhang, H.-X. 2012, *AJ*, 144, 134
- Iyer, K. G., Gawiser, E., Faber, S. M., Ferguson, H. C., Kartaltepe, J., Koeke-moer, A. M., Pacifici, C., & Somerville, R. S. 2019, *ApJ*, 879, 116
- Johnson, L. C., Seth, A. C., Dalcanton, J. J., Beerman, L. C., Fouesneau, M., Lewis, A. R., Weisz, D. R., Williams, B. F., Bell, E. F., Dolphin, A. E., Larsen, S. S., Sandstrom, K., & Skillman, E. D. 2016, *ApJ*, 827, 33
- Johnson, L. C., Seth, A. C., Dalcanton, J. J., Beerman, L. C., Fouesneau, M., Weisz, D. R., Bell, T. A., Dolphin, A. E., Sandstrom, K., & Williams, B. F. 2017, *ApJ*, 839, 78
- Johnson, L. C., Seth, A. C., Dalcanton, J. J., Caldwell, N., Fouesneau, M., Gouliermis, D. A., Hodge, P. W., Larsen, S. S., Olsen, K. A. G., San Roman, I., Sarajedini, A., Weisz, D. R., Williams, B. F., Beerman, L. C., Bianchi, L., Dolphin, A. E., Girardi, L., Guhathakurta, P., Kalirai, J., Lang, D., Monachesi, A., Nanda, S., Rix, H.-W., & Skillman, E. D. 2012, *ApJ*, 752, 95
- Johnson, L. C., Seth, A. C., Dalcanton, J. J., Wallace, M. L., Simpson, R. J., Lintott, C. J., Kapadia, A., Skillman, E. D., Caldwell, N., Fouesneau, M., Weisz, D. R., Williams, B. F., Beerman, L. C., Gouliermis, D. A., & Sarajedini, A. 2015, *ApJ*, 802, 127
- Johnson, L. C., Wainer, T. M., Torresvillanueva, E. E., Seth, A. C., Williams, B. F., Durbin, M. J., Dalcanton, J. J., Weisz, D. R., Bell, E. F., Guhathakurta, P., Skillman, E., Smercina, A., & Phatter Collaboration. 2022, *ApJ*, 938, 81

- Kafle, P. R., Sharma, S., Lewis, G. F., Robotham, A. S. G., & Driver, S. P. 2018, *MNRAS*, 475, 4043
- Kang, Y., Rey, S.-C., Bianchi, L., Lee, K., Kim, Y., & Sohn, S. T. 2012, *ApJS*, 199, 37
- Kennicutt, Robert C., J. 1989, *ApJ*, 344, 685
- Kennicutt, Robert C., J. 1998, *ApJ*, 498, 541
- Kennicutt, R. C. & Evans, N. J. 2012, *ARA&A*, 50, 531
- Kerber, L. O., Santiago, B. X., Castro, R., & Valls-Gabaud, D. 2002, *A&A*, 390, 121
- Kinman, T. D. 1963, *ApJ*, 137, 213
- Kirby, E. N., Cohen, J. G., Guhathakurta, P., Cheng, L., Bullock, J. S., & Gallazzi, A. 2013, *ApJ*, 779, 102
- Kirby, E. N., Rizzi, L., Held, E. V., Cohen, J. G., Cole, A. A., Manning, E. M., Skillman, E. D., & Weisz, D. R. 2017, *ApJ*, 834, 9
- Kobulnicky, H. A., Kiminki, D. C., Lundquist, M. J., Burke, J., Chapman, J., Keller, E., Lester, K., Rolen, E. K., Topel, E., Bhattacharjee, A., Smullen, R. A., Vargas Álvarez, C. A., Runnoe, J. C., Dale, D. A., & Brotherton, M. M. 2014, *ApJS*, 213, 34
- Kolomiecás, E., Dobrovolskas, V., Kučinskas, A., Bonifacio, P., & Korotin, S. 2022, *A&A*, 660, A46
- Krienke, O. K. & Hodge, P. W. 2007, *PASP*, 119, 7
- Kriščiūnas, E., Daugevičius, K., Stonkutė, R., & Vansevičius, V. 2023, *A&A*, 677, A100
- Krone-Martins, A. & Moitinho, A. 2014, *A&A*, 561, A57
- Kroupa, P. 2001, *MNRAS*, 322, 231
- Krumholz, M. R. 2012, *ApJ*, 759, 9
- Krumholz, M. R. 2014, *Phys. Rep.*, 539, 49
- Krumholz, M. R., McKee, C. F., & Tumlinson, J. 2008, *ApJ*, 689, 865
- Krumholz, M. R., McKee, C. F., & Tumlinson, J. 2009a, *ApJ*, 693, 216
- Krumholz, M. R., McKee, C. F., & Tumlinson, J. 2009b, *ApJ*, 699, 850
- Lamers, H. J. G. L. M., Gieles, M., & Portegies Zwart, S. F. 2005, *A&A*, 429, 173
- Latif, M. & Schleicher, D. 2019, *Formation of the First Black Holes*
- Leščinskaitė, A., Stonkutė, R., & Vansevičius, V. 2021, *A&A*, 647, A170

- Leščinskaitė, A., Stonkutė, R., & Vanevičius, V. 2022, *A&A*, 660, A79
- Li, Z. & Liu, X. 2023, *MNRAS*, 525, 827
- Lovell, C. C., Acquaviva, V., Thomas, P. A., Iyer, K. G., Gawiser, E., & Wilkins, S. M. 2019, *MNRAS*, 490, 5503
- Marigo, P., Girardi, L., Bressan, A., Rosenfield, P., Aringer, B., Chen, Y., Dussin, M., Nanni, A., Pastorelli, G., Rodrigues, T. S., Trabucchi, M., Bladh, S., Dalcanton, J., Groenewegen, M. A. T., Montalbán, J., & Wood, P. R. 2017, *ApJ*, 835, 77
- Martig, M., Pinna, F., Falcón-Barroso, J., Gadotti, D. A., Husemann, B., Minchev, I., Neumann, J., Ruiz-Lara, T., & van de Ven, G. 2021, *MNRAS*, 508, 2458
- Mateo, M. & Hodge, P. 1986, *ApJS*, 60, 893
- Mateo, M. L. 1998, *ARA&A*, 36, 435
- McConnachie, A. W. 2012, *AJ*, 144, 4
- McConnachie, A. W., Irwin, M. J., Ferguson, A. M. N., Ibata, R. A., Lewis, G. F., & Tanvir, N. 2005, *MNRAS*, 356, 979
- McKee, C. F. & Krumholz, M. R. 2010, *ApJ*, 709, 308
- McKee, C. F. & Ostriker, E. C. 2007, *ARA&A*, 45, 565
- Monteiro, H., Dias, W. S., & Caetano, T. C. 2010, *A&A*, 516, A2
- Naujalis, R., Stonkutė, R., & Vanevičius, V. 2021, *A&A*, 654, A6
- Oñorbe, J., Boylan-Kolchin, M., Bullock, J. S., Hopkins, P. F., Kereš, D., Faucher-Giguère, C.-A., Quataert, E., & Murray, N. 2015, *MNRAS*, 454, 2092
- Ocvirk, P., Pichon, C., Lançon, A., & Thiébaud, E. 2006, *MNRAS*, 365, 46
- Pace, A. B., Kuposov, S. E., Walker, M. G., Caldwell, N., Mateo, M., Olszewski, E. W., Roederer, I. U., Bailey, J. I., Belokurov, V., Kuehn, K., Li, T. S., & Zucker, D. B. 2023, *MNRAS*, 526, 1075
- Pavani, D. B., Kerber, L. O., Bica, E., & Maciel, W. J. 2011, *MNRAS*, 412, 1611
- Peñarrubia, J., Ma, Y.-Z., Walker, M. G., & McConnachie, A. 2014, *MNRAS*, 443, 2204
- Pera, M. S., Perren, G. I., Moitinho, A., Navone, H. D., & Vazquez, R. A. 2021, *A&A*, 650, A109
- Perren, G. I., Vázquez, R. A., & Piatti, A. E. 2015, *A&A*, 576, A6
- Piatti, A. E. & Bica, E. 2012, *MNRAS*, 425, 3085

- Pokhrel, N. R., Simpson, C. E., & Bagetakos, I. 2020, *AJ*, 160, 66
- Press, W. H., Teukolsky, S. A., Vetterling, W. T., & Flannery, B. P. 1992, *Numerical recipes in FORTRAN. The art of scientific computing*
- Quirk, A., Guhathakurta, P., Chemin, L., Dorman, C. E., Gilbert, K. M., Seth, A. C., Williams, B. F., & Dalcanton, J. J. 2019, *ApJ*, 871, 11
- Raghavan, D., McAlister, H. A., Henry, T. J., Latham, D. W., Marcy, G. W., Mason, B. D., Gies, D. R., White, R. J., & ten Brummelaar, T. A. 2010, *ApJS*, 190, 1
- Rémy-Ruyer, A., Madden, S. C., Galliano, F., Hony, S., Sauvage, M., Bendo, G. J., Roussel, H., Pohlen, M., Smith, M. W. L., Galametz, M., Cormier, D., Lebouteiller, V., Wu, R., Baes, M., Barlow, M. J., Boquien, M., Boselli, A., Ciesla, L., De Looze, I., Karczewski, O. Ł., Panuzzo, P., Spinoglio, L., Vaccari, M., & Wilson, C. D. 2013, *A&A*, 557, A95
- Renaud, F. 2018, *New A Rev.*, 81, 1
- Roberts, Lewis C., J., Gies, D. R., Parks, J. R., Grundstrom, E. D., McSwain, M. V., Berger, D. H., Mason, B. D., ten Brummelaar, T. A., & Turner, N. H. 2010, *AJ*, 140, 744
- Robertson, B. E., Tacchella, S., Johnson, B. D., Hainline, K., Whitler, L., Eisenstein, D. J., Endsley, R., Rieke, M., Stark, D. P., Alberts, S., Dressler, A., Egami, E., Hausen, R., Rieke, G., Shivaiei, I., Williams, C. C., Willmer, C. N. A., Arribas, S., Bonaventura, N., Bunker, A., Cameron, A. J., Carniani, S., Charlot, S., Chevallard, J., Curti, M., Curtis-Lake, E., D'Eugenio, F., Jakobsen, P., Looser, T. J., Lützgendorf, N., Maiolino, R., Maseda, M. V., Rawle, T., Rix, H. W., Smit, R., Übler, H., Willott, C., Witstok, J., Baum, S., Bhatawdekar, R., Boyett, K., Chen, Z., de Graaff, A., Florian, M., Helton, J. M., Hviding, R. E., Ji, Z., Kumari, N., Lyu, J., Nelson, E., Sandles, L., Saxena, A., Suess, K. A., Sun, F., Topping, M., & Wallace, I. E. B. 2023, *Nature Astronomy*, 7, 611
- Romeo, G., Bonifazi, A., Pecci, F. F., & Tosi, M. 1989, *MNRAS*, 240, 459
- Ruiz-Escobedo, F., Peña, M., Hernández-Martínez, L., & García-Rojas, J. 2018, *MNRAS*, 481, 396
- Ruiz-Lara, T., Gallart, C., Beasley, M., Monelli, M., Bernard, E. J., Battaglia, G., Sánchez-Blázquez, P., Florido, E., Pérez, I., & Martín-Navarro, I. 2018, *A&A*, 617, A18
- Ruiz-Lara, T., Pérez, I., Florido, E., Sánchez-Blázquez, P., Méndez-Abreu, J., Sánchez-Menguiano, L., Sánchez, S. F., Lyubenova, M., Falcón-Barroso, J., van de Ven, G., Marino, R. A., de Lorenzo-Cáceres, A., Catalán-Torrecilla, C., Costantin, L., Bland-Hawthorn, J., Galbany, L., García-Benito, R., Husemann, B., Kehrig, C., Márquez, I., Mast, D., Walcher, C. J., Zibetti, S., Ziegler, B., & CALIFA Team. 2017, *A&A*, 604, A4

- Ruiz-Lara, T., Pérez, I., Gallart, C., Alloin, D., Monelli, M., Koleva, M., Pompei, E., Beasley, M., Sánchez-Blázquez, P., Florido, E., Aparicio, A., Fleurence, E., Hardy, E., Hidalgo, S., & Raimann, D. 2015, *A&A*, 583, A60
- Salim, S., Lee, J. C., Janowiecki, S., da Cunha, E., Dickinson, M., Boquien, M., Burgarella, D., Salzer, J. J., & Charlot, S. 2016, *ApJS*, 227, 2
- Salpeter, E. E. 1955, *ApJ*, 121, 161
- Sana, H., de Koter, A., de Mink, S. E., Dunstall, P. R., Evans, C. J., Hénault-Brunet, V., Maíz Apellániz, J., Ramírez-Agudelo, O. H., Taylor, W. D., Walborn, N. R., Clark, J. S., Crowther, P. A., Herrero, A., Gieles, M., Langer, N., Lennon, D. J., & Vink, J. S. 2013, *A&A*, 550, A107
- Sanders, N. E., Caldwell, N., McDowell, J., & Harding, P. 2012, *ApJ*, 758, 133
- Sanders, W. L. 1971, *A&A*, 14, 226
- Sandrelli, S., Bragaglia, A., Tosi, M., & Marconi, G. 1999, *MNRAS*, 309, 739
- Sarro, L. M., Bouy, H., Berihuete, A., Bertin, E., Moraux, E., Bouvier, J., Cuillandre, J. C., Barrado, D., & Solano, E. 2014, *A&A*, 563, A45
- Sawala, T., Frenk, C. S., Fattahi, A., Navarro, J. F., Bower, R. G., Crain, R. A., Dalla Vecchia, C., Furlong, M., Helly, J. C., Jenkins, A., Oman, K. A., Schaller, M., Schaye, J., Theuns, T., Trayford, J., & White, S. D. M. 2016, *MNRAS*, 457, 1931
- Schlafly, E. F. & Finkbeiner, D. P. 2011, *ApJ*, 737, 103
- Schmidt, M. 1959, *ApJ*, 129, 243
- Shetty, R., Glover, S. C., Dullemond, C. P., & Klessen, R. S. 2011, *MNRAS*, 412, 1686
- Shi, Y., Wang, J., Zhang, Z.-Y., Gao, Y., Armus, L., Helou, G., Gu, Q., & Stierwalt, S. 2015, *ApJ*, 804, L11
- Smith, D. J. B. & Hayward, C. C. 2015, *MNRAS*, 453, 1597
- Stetson, P. B. 1987, *PASP*, 99, 191
- Stonkutė, R., Arimoto, N., Hasegawa, T., Narbutis, D., Tamura, N., & Vansevičius, V. 2014, *ApJS*, 214, 19
- Stonkutė, R. & Vansevičius, V. 2015, *Baltic Astronomy*, 24, 314
- Suess, K. A., Kriek, M., Price, S. H., & Barro, G. 2020, *ApJ*, 899, L26
- Teyssier, R., Pontzen, A., Dubois, Y., & Read, J. I. 2013, *MNRAS*, 429, 3068
- Tody, D. 1993, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 52, *Astronomical Data Analysis Software and Systems II*, 173
- Tokovinin, A. 2014, *AJ*, 147, 87

- Tolstoy, E., Gallagher, J. S., Cole, A. A., Hoessel, J. G., Saha, A., Dohm-Palmer, R. C., Skillman, E. D., Mateo, M., & Hurley-Keller, D. 1998, *AJ*, 116, 1244
- van den Bergh, S. 1969, *ApJS*, 19, 145
- van Zee, L., Skillman, E. D., & Haynes, M. P. 2006, *ApJ*, 637, 269
- Vansevičius, V., Arimoto, N., Hasegawa, T., Ikuta, C., Jablonka, P., Narbutis, D., Ohta, K., Stonkutė, R., Tamura, N., Vansevičius, V., & Yamada, Y. 2004, *ApJ*, 611, L93
- Vansevičius, V., Kodaira, K., Narbutis, D., Stonkutė, R., Bridžius, A., Deveikis, V., & Semionov, D. 2009, *ApJ*, 703, 1872
- Wainer, T. M., Johnson, L. C., Seth, A. C., Torresvillanueva, E. E., Dalcanton, J. J., Durbin, M. J., Dolphin, A., Weisz, D. R., Williams, B. F., & Phatter Collaboration. 2022, *ApJ*, 928, 15
- Wang, B., Fujimoto, S., Labbé, I., Furtak, L. J., Miller, T. B., Setton, D. J., Zitrin, A., Atek, H., Bezanson, R., Brammer, G., Leja, J., Oesch, P. A., Price, S. H., Chemerynska, I., Cutler, S. E., Dayal, P., van Dokkum, P., Goulding, A. D., Greene, J. E., Fudamoto, Y., Khullar, G., Kokorev, V., Marchesini, D., Pan, R., Weaver, J. R., Whitaker, K. E., & Williams, C. C. 2023, *ApJ*, 957, L34
- Wang, S., Ma, J., Fan, Z., Wu, Z., Zhang, T., Zou, H., & Zhou, X. 2012, *AJ*, 144, 191
- Warren, S. R., Weisz, D. R., Skillman, E. D., Cannon, J. M., Dalcanton, J. J., Dolphin, A. E., Kennicutt, Robert C., J., Koribalski, B., Ott, J., Stilp, A. M., Van Dyk, S. D., Walter, F., & West, A. A. 2011, *ApJ*, 738, 10
- Weisz, D. R., Johnson, L. C., Foreman-Mackey, D., Dolphin, A. E., Berman, L. C., Williams, B. F., Dalcanton, J. J., Rix, H.-W., Hogg, D. W., Fouesneau, M., Johnson, B. D., Bell, E. F., Boyer, M. L., Gouliermis, D., Guhathakurta, P., Kalirai, J. S., Lewis, A. R., Seth, A. C., & Skillman, E. D. 2015, *ApJ*, 806, 198
- Weisz, D. R., Skillman, E. D., Cannon, J. M., Walter, F., Brinks, E., Ott, J., & Dolphin, A. E. 2009, *ApJ*, 691, L59
- Williams, B. F., Dalcanton, J. J., Dolphin, A. E., Weisz, D. R., Lewis, A. R., Lang, D., Bell, E. F., Boyer, M., Fouesneau, M., Gilbert, K. M., Monachesi, A., & Skillman, E. 2015, *ApJ*, 806, 48
- Williams, B. F., Durbin, M., Lang, D., Dalcanton, J. J., Dolphin, A. E., Smercina, A., Yanchulova Merica-Jones, P., Weisz, D. R., Bell, E. F., Gilbert, K. M., Girardi, L., Gordon, K., Guhathakurta, P., Johnson, L. C., Lauer, T. R., Seth, A., & Skillman, E. 2023, *ApJS*, 268, 48

- Williams, B. F., Lang, D., Dalcanton, J. J., Dolphin, A. E., Weisz, D. R., Bell, E. F., Bianchi, L., Byler, N., Gilbert, K. M., Girardi, L., Gordon, K., Gregersen, D., Johnson, L. C., Kalirai, J., Lauer, T. R., Monachesi, A., Rosenfield, P., Seth, A., & Skillman, E. 2014, *ApJS*, 215, 9
- Wong, T., Xue, R., Bolatto, A. D., Leroy, A. K., Blitz, L., Rosolowsky, E., Bigiel, F., Fisher, D. B., Ott, J., Rahman, N., Vogel, S. N., & Walter, F. 2013, *ApJ*, 777, L4
- Young, L. M. & Lo, K. Y. 1996, *ApJ*, 462, 203
- Zhang, H.-X., Hunter, D. A., Elmegreen, B. G., Gao, Y., & Schruba, A. 2012, *AJ*, 143, 47
- Zurita, A. & Bresolin, F. 2012, *MNRAS*, 427, 1463
- Zwicky, F. 1942, *Physical Review*, 61, 489

PADĖKA

Astrofizikinius tyrimus pradėjau dar bakalauro studijų metu ir išbandžiau įvairias kryptis, tyrinėjau įvairias žvaigždžių sistemas. Todėl norėčiau padėkoti visiems buvusiems vadovams bei konsultantams vedusiems mane šiame kelyje:

dr. Kastyčiui Zubovui – už suteiktą galimybę prisiliesti prie juodųjų skylių tyrimų ir už pirmuosius žingsnius astrofizikoje,

dr. Rimai Stonkutei – už visus pamokymus bei patarimus tvarkantis su žvaigždžių matavimų duomenimis bei mokslinių darbų rengime,

dr. Donatui Narbučiui – už visus patarimus, pamokymus bei diskusijas duomenų analizės srityje.

Dėkoju vadovui prof. dr. Vladui Vansevičiui už visas pamokas mokslo ir gyvenimo srityse, už visokeriopą globą bei galiausiai už neišpasakytą kantrybę dirbant su manimi.

Taip pat, norėčiau padėkoti:

dr. Dmitrij Semionov, dr. Audriui Bridžiui, dr. Jokūbui Sūdžiui bei dr. Juliiu Sperauskui už visas pastabas bei patarimus išsakytus mokslinių darbų gynimuose;

prof. dr. Arūnui Kučinskui už studijų metu suteiktas galias astrofizikos žinias;

kartu mokslus ėjusiems Edgarui Kolomiecui, Rokui Naujaliui, Alinai Leščinskaitei ir Kostui Sabuliui.

Nuoširdžiausia padėka studijų metu mane palaikiusiems draugei Nikai, draugams Denui, Kasparui, Vyteniui, Ramūnui bei Juozui;

tėvams Kęstučiui ir Violetai, sesei Eglei bei seneliui Algirdui.

PUBLIKACIJŲ SĄRAŠAS

Disertacijos tema

1. R. Stonkutė, **M. Čeponis**, A. Leščinskaitė, R. Naujalis, V. Vansevičius, Dwarf irregular galaxy Leo A extends even farther, according to HST WFC3 photometry, *Astronomy & Astrophysics* **614**, A144 (2018), <https://doi.org/10.1051/0004-6361/201731840>.
2. R. Stonkutė, R. Naujalis, **M. Čeponis**, A. Leščinskaitė, V. Vansevičius, Star clusters in the dwarf irregular galaxy Leo A, *Astronomy & Astrophysics* **627**, A7 (2019), <https://doi.org/10.1051/0004-6361/201833236>.
3. **M. Čeponis**, R. Stonkutė, V. Vansevičius, Recent evolution of the star cluster population in the Andromeda's disk, *Lithuanian Journal of Physics*, **64**, 73-89 (2024), <https://doi.org/10.3952/physics.2024.64.2.5>.
4. **M. Čeponis**, R. Stonkutė, V. Vansevičius, A new method to derive star formation histories in dwarf galaxies, *Proc. IAU 14*, 267-270 (2018), <https://doi.org/10.1017/S1743921318006099>.

Pranešimai konferencijose disertacijos tema

1. **M. Čeponis**, R. Stonkutė, V. Vansevičius, Netaisyklingos nykštukinės galaktikos Leo A žvaigždėdaros istorija, 42-oji Lietuvos Nacionalinė Fizikos konferencija, Vilnius, Lietuva, 2017. (Stendinis pranešimas)
2. **M. Čeponis**, R. Stonkutė, V. Vansevičius, A new method to derive star formation histories in dwarf galaxies, Interstellar Medium in the Nearby Universe, Bambergas, Vokietija, 2018. (Stendinis pranešimas)
3. **M. Čeponis**, R. Stonkutė, V. Vansevičius, A new method to derive star formation histories in dwarf galaxies, XXXth General Assembly of the International Astronomical Union, Viena, Austrija, 2018. (Stendinis pranešimas)
4. R. Stonkutė, **M. Čeponis**, A. Leščinskaitė, V. Vansevičius, Star clusters and young populations in the dwarf irregular galaxy Leo A, XXXth General Assembly of the International Astronomical Union, Viena, Austrija, 2018. (Stendinis pranešimas)
5. **M. Čeponis**, R. Stonkutė, V. Vansevičius, Naujas metodas nykštukinių galaktikų žvaigždėdaros istorijai nustatyti, 43-oji Lietuvos Nacionalinė Fizikos konferencija, Kaunas, Lietuva, 2019. (Žodinis pranešimas)

Vasaros mokyklos

1. Spectroscopic data analysis with iSpec, Vroclavas, Lenkija, 2018.
2. Europlanet Summer School 2019. Space missions: ground-based observations and science communication, Molėtai, Lietuva, 2019.

TRUMPOS ŽINIOS APIE AUTORIŲ

Vardas: Marius
Pavardė: Čeponis
Gimimo data: 1992-08-21
Gimimo vieta: Ignalina, Lietuva
El. paštas: marius.ceponis@ftmc.lt

Išsilavinimas:

1999–2007 Ignalinos Česlovo Kudabos vidurinė mokykla.
2007–2011 Ignalinos rajono gimnazija.
2011–2015 Vilniaus universitetas, Fizikos fakultetas
Bakalauro kvalifikacinis laipsnis.
2015–2017 Vilniaus universitetas, Fizikos fakultetas
Magistro kvalifikacinis laipsnis.
2017–2024 Fizinių ir technologijos mokslų centras
Doktorantūra.

Vasaros mokyklos:

2015 IMPRS Summer School 2015. Dynamics of the Interstellar Medium and Star formation, Heidelbergas, Vokietija.
2018 Spectroscopic data analysis with iSpec, Vroclavas, Lenkija.
2019 Europlanet Summer School 2019. Space missions: ground-based observations and science communications, Molėtai, Lietuva.

Profesinė veikla:

2015–2017 Technikas, Fizinių ir technologijos mokslų centras.
2017–2022 Inžinierius, Fizinių ir technologijos mokslų centras.
2022–2024 Jaunesnysis mokslo darbuotojas, Fizinių ir technologijos mokslų centras.

CURRICULUM VITAE

Name: Marius
Surname: Čeponis
Date of birth: 1992-08-21
Place of birth: Ignalina, Lietuva
E-mail: marius.ceponis@fmtc.lt

Education:

1999–2007 Ignalinos Česlovo Kudabos middle school.
2007–2011 Ignalinos rajono gymnasium.
2011–2015 Vilnius University, Faculty of Physics
Bachelor degree.
2015–2017 Vilnius University, Faculty of Physics
Master degree.
2017–2024 Center for Physical Sciences and technology
Ph.D. studies.

Summer schools:

2015 IMPRS Summer School 2015. Dynamics of the Interstellar Medium and Star formation, Heidelberg, Germany.
2018 Spectroscopic data analysis with iSpec, Wrocław, Poland.
2019 Europlanet Summer School 2019. Space missions: ground-based observations and science communications, Molėtai, Lithuania.

Work experience:

2015–2017 Technician, Center for Physical Sciences and technology.
2017–2022 Engineer, Center for Physical Sciences and technology.
2022–2024 Junior researcher, Center for Physical Sciences and technology.

UŽRAŠAI

UŽRAŠAI

UŽRAŠAI

Vilniaus universiteto leidykla
Saulėtekio al. 9, III rūmai, LT-10222 Vilnius
El. p. info@leidykla.vu.lt, www.leidykla.vu.lt
bookshop.vu.lt, journals.vu.lt
Tiražas 15 egz.