

Національний університет “Києво-Могилянська академія”
Факультет природничих наук
Кафедра фізико-математичних наук

Заремба Дар’я Сергіївна

**СПЕКТРАЛЬНИЙ АНАЛІЗ ЗІРОК ВІДДАЛЕНИХ ОКОЛИЦЬ
КАРЛИКОВОЇ ГАЛАКТИКИ МАЛА ВЕДМЕДИЦЯ**

Кваліфікаційна робота
на здобуття ступеня бакалавра
за спеціальністю «104 Фізика та астрономія»
освітня програма «Фізика»

Науковий керівник
Kim A. Venn
Доктор філософії з астрономії
Професорка з фізики і астрономії
Університету Вікторія (Канада)

Рецензент: д.ф.-м. наук Я.В.Павленко,
Головний науковий співробітник
ГАО НАН України
Кваліфікаційна робота захищена
з оцінкою «відмінно» (98 балів)
Секретар ЕК: Г. В. Оводенко

Київ – 2023

Зміст

Список аббревіатур і скорочень	3
I. Вступ	4
II. Теоретична частина	6
1. Карликові галактики як важливий об'єкт для дослідження галактичної археології	6
2. Фактори приналежності зірок до карликової галактики	8
3. Хімічний склад зірок як індикатор процесів еволюції системи	9
1.1. Металічність	9
1.2. Елементарний склад і механізми хімічного збагачення	12
1.2.1. Непарні Z –елементи	12
1.2.2. α –елементи	13
1.2.3. Елементи Fe –піку	14
1.2.4. n –захоплюючі елементи	14
III. Практична частина	16
1. Вибір зірок	16
2. Спостереження GRACES, обробка і аналіз отриманих спектрів	17
2.1. Параметри спостережень	17
2.2. Обробка спектрів	18
2.3. Спектр UMi-1	23
3. Зоряні параметри	27
4. Аналіз моделі атмосфери	30
4.1. Модель атмосфери	30
4.2. Список ліній і атомні дані	30
4.3. Вимірювання спектральних ліній	31
4.3.1. Метод синтетичного спектру за процедурою Kielty C. et al. (2021)	31
4.3.2. Метод вимірювання еквівалентної ширини лінії у IRAF	32
4.3.3. Порівняння отриманих результатів	33
4.4. Перевірка зоряних параметрів	35
5. Аналіз хімічного складу UMi-1	36
6. Порівняння з даними з літератури	38
7. Металічність з ліній NIR CaII T	40
8. Інтерпретація отриманих результатів	44
8.1. Причина розширеного гало	44
8.2. Вплив SNe Ia	44
8.3. Вплив SNe II	47

8.4. Вплив AGB	48
8.5. Можливий сценарій хемодинамічної еволюції	48
IV. Висновки	49
V. Список використаних джерел	51
VI. Додатки	56

СПИСОК АБРЕВІАТУР І СКОРОЧЕНЬ

AGB – Asymptotic Giant Branch (асимптотична гілка (відгалуження) гігантів)

EP – Excitation Potential (потенціал збудження)

EW – Equivalent Width (еквівалентна ширина)

FWHM – Full Width at Half Maximum (повна ширина на рівні півмаксимуму)

LTE – Local Thermodynamic Equilibrium (локальна термодинамічна рівновага)

MW – Milky Way (Молочний Шлях)

NLTE – Non- Local Thermodynamic Equilibrium (відхилення від локальної термодинамічної рівноваги)

RV – Radial Velocity (радіальна швидкість)

SNe – Supernovae (наднова)

SNR, S/N – Signal-to-Noise Ration (відношення сигналу до шуму)

UMi – Ursa Minor (Мала Ведмедиця)

кпк - кілопарсек

I. ВСТУП

Ієрархічний процес формування структур є загальною рисою моделей холодної темної матерії (cold dark matter (CDM)). Локальні ущільнення здатні подолати космологічне розширення і колапсувати, утворюючи «гало» темної матерії. Такі гало в подальшому зливаються в більші, що слугують місцями утворення галактик. Цей процес триває і донині, роблячи формування галактик безперервним процесом. [1] В контексті такої ієрархічної будови цікавими для дослідження видаються карликові галактики – невеликі галактики низької світності. Займаючи низькомасивний кінець в ієрархії описаного процесу, вони є чудовими об'єктами для дослідження історії зореутворення та динамічної еволюції галактик.

За аналізом вмісту хімічних елементів в зірках карликових галактик, їхньої кінематики, а також просторового розміщення можна реконструювати історію даної системи. Зокрема, найбільший науковий інтерес становлять зірки, що з певних причин виявилися дуже віддаленими від основного тіла своєї галактики. Такі зірки на крайніх околицях карликових галактик були відкриті зовсім недавно. Chiti та ін. (2021) [2] спектроскопічно ідентифікували зорі-члени галактики на відстані до ~ 9 ефективних радіусів (до 1 кпк у фізичних відстанях), від центру тьмяної карликової галактики Тукана II. Авторами були використані динамічний та хімічний аналіз для розрізнення припливного походження (тобто віддалені зорі від основного тіла внаслідок припливних ефектів з Молочного Шляху), і акреційного походження (злиття карлика з карликом). Зірки, ідентифіковані Чіті та ін. (2021), виявилися надзвичайно металодефіцитними порівняно з основним тілом, що свідчить про їхнє акреційне походження з давньої реліктової галактики з низькою масою. [2]

Описане дослідження надихнуло наукову спільноту на пошук інших карликових галактик-супутників Молочного Шляху, які можуть демонструвати ознаки минулих взаємодій. Так, за допомогою баєсового алгоритму, розробленого McConnachie & Venn (2020a,b) [3] та оновленого Jensen & McConnachie (2023), [4], було здійснено пошук зірок, що потенційно можуть бути членами карликових галактик, але перебувають на незвично віддалених відстанях від їхніх центрів. Аналіз показав, що лише кілька карликових галактик з майже 60 досліджених вказують на наявність розширеного зоряного гало. У своїй роботі Waller et al. (2022) [5] провели аналіз зірок віддалених регіонів карликових галактик Велика Ведмедиця I, Воолсея Вероніки та Волопаса I. Автори зазначають, що хімія крайніх зір у цих системах узгоджується із сценарієм їхнього формування у центральних регіонах, із подальшим переміщенням до поточних позицій за допомогою приливних сил та/або впливу наднових. Разом із тим, у випадку карликової галактики Волопаса I нижча металічність і відсутність сильного збагачення вуглецем крайніх зір також може свідчити про злиття карлика з карликом. [5]

Об'єктом даного дослідження стала хемодинамічна еволюція карликової галактики Мала Ведмедиця (Ursa Minor (UMi)), предметом – спектральний аналіз 5 її потенційних зірок-членів, які були визначені за баєсвим алгоритмом як зірки найвіддаленіших регіонів галактики.

Аналізовані зірки спостерігались на спектрографі високої роздільної здатності GRACES на телескопі Gemini North/CFHT. Для них було визначено радіальні швидкості, металічність – з ліній заліза для найяскравішої і найвіддаленішої зірки (UMi-1), і з ліній триплету кальцію – для інших чотирьох зірок (UMi-2-5), а також детальний елементарний хімічний склад для UMi-1. За результатами дослідження було підтвердження приналежності зірок до карликової галактики, а також із

залученням спектроскопічних результатів для інших зірок-членів UMi було запропоновано модель хемодинамічної еволюції UMi.

II. ТЕОРЕТИЧНА ЧАСТИНА

1. КАРЛИКОВІ ГАЛАКТИКИ ЯК ВАЖЛИВИЙ ОБ'ЄКТ ДЛЯ ДОСЛІДЖЕННЯ ГАЛАКТИЧНОЇ АРХЕОЛОГІЇ

Одним із засадничих завдань астрофізики є розуміння історії Всесвіту. Зокрема, космологія ближнього поля (near-field cosmology) або, як її також називають, галактична археологія (galactic archeology) займається реконструюванням еволюційних кроків нашої галактики Молочний Шлях (Milky Way (MW)) та її околиць. Заирнути в минуле стає можливим завдяки тому, що зірки, подібно до скам'янілостей, здатні відтворити минуле системи, в якій перебувають. При цьому найбільший інтерес становлять саме бідні на метали (елементи, важчі за гідроген і гелій) зірки.

Через кілька хвилин після виникнення Всесвіту єдиними хімічними елементами, які існували, були гідроген ($\sim 0,75$ за масовою часткою), гелій ($\sim 0,25$) та мізерна кількість літію ($\sim 2 \times 10^{-9}$). Сьогодні, приблизно 13,7 мільярдів років потому, масова частка елементів Li - U в галактиці MW становить $\sim 0,02$, причому практично всі вони створені шляхом зоряного нуклеосинтезу. Металодефіцитні зорі дають нам основу для розуміння складних деталей того, як відбувалося це збагачення. [6]

Таким чином, дослідження дуже металодефіцитних зірок дозволяє реконструювати ранні фази хімічного збагачення Всесвіту, первісний склад Галактики, а також природу перших зоряних поколінь. Багатооб'єктні спектроскопічні дослідження відіграють ключову роль у знаходженні цих «скам'янілостей» у великих обсягах.

Карликові галактики-супутники Молочного Шляху є одними з найстаріших і найбільш металодефіцитних відомих галактик. Відмінністю карликових галактик від інших гравітаційно пов'язаних зоряних систем, таких як кульові скупчення, є домінування в їхній масі темної матерії. Відношення маси до світності у найменш світних з них досягає порядку 10^3 . При цьому ці системи характеризуються зв'язком металічність-світність так, що найбільш тьмяні карликові галактики є в середньому менш металовмісними, ніж більш світні. Таким чином, найбільш тьмяні карликові галактики є найкращими місцями зосередження найбільш металодефіцитних зірок – однак, разом із тим, через низьку яскравість отримання спектроскопічних даних із цих систем є проблематичним.

Попередні дослідження зірок із $[Fe/H] < -3.0$ сфероїдальних карликових галактик Піч (Fornax) і Скульптор (Sculptor) продемонстрували, що вміст хімічних елементів цих зірок дуже подібний до зірок гало MW. Така ж подібність була виявлена і для зірок з вищою металічністю – до $[Fe/H] \sim -2.0$. [6] Це узгоджується із сценарієм формування металодефіцитного гало Галактики із зруйнованих карликових галактик. Разом із тим, аналіз відмінностей у вмісті певних хімічних елементів в зірках цих систем допомагає дослідити різні механізми хімічного збагачення.

Окрім того, щоб бути зосередженням найменш металовмісних зірок, ультратьмяні карликові галактики через їхні низькі гравітаційні потенціали, є дуже чутливими до внутрішніх (зореутворення, вибухи зірок) і зовнішніх (злиття, дія припливних сил) процесів, що впливають на їхню морфологію. [8]. Зокрема, гравітаційні процеси є визначальними для карликових галактик, що є супутниками. Сліди минулих гравітаційних взаємодій цих систем можна простежити на околицях карликових галактик – там, де приріст зірок в результаті акреції перевищує очікувані значення за сценарію однокомпонентної моделі (як в зоряних гало більш масивних галактик).

Таким чином, дослідження тьмяних карликових галактик – супутників Молочного Шляху дозволяє вивчати зореутворення в ранньому Всесвіті, моделі темної матерії та динамічні процеси, що відбувалися з цими системами під час їхньої еволюції. Крім того, дослідження складу зірок в карликових галактиках надає інформацію про процеси формування галактик як таких – походження різних видів галактик та їхню хімічну еволюцію.

2. ФАКТОРИ ПРИНАЛЕЖНОСТІ ЗІРОК ДО КАРЛИКОВОЇ ГАЛАКТИКИ

Перш ніж переходити до аналізу, необхідно пересвідчитись, що обрані до дослідження зірки належать до розглядуваної карликової галактики, а не лежать далеко позаду чи попереду неї.

Для перевірки належності зірки до системи застосовують астрометричний, фотометричний методи, а також для зірок із доступними спектроскопічними даними високої роздільної здатності – детальний хімічний аналіз.

Найбільш надійним способом підтвердити належність астрометрично є вимірювання радіальної швидкості. Радіальна швидкість зорі (RV, v_r) – це її швидкість вздовж лінії зору спостерігача. Вона обчислюється за доплерівським зсувом у лініях зоряних спектрів з урахуванням природи зорі. Порівнюючи спостережувані спектри зорі з еталонними спектрами, можливо виміряти зміщення довжин хвиль еталонних ліній і таким чином визначити v_r . [9] Радіальна швидкість зірки має потрапляти у розкид швидкостей інших зірок в системі. Так, наприклад, для карликових галактик цей розкид є більшим, ніж для кульових скупчень, через присутність темної матерії.

Фотометричний метод полягає у отриманні колір-колір та колір-зоряна величина діаграм для досліджуваних зірок. Такі діаграми відображають

зв'язок між яскравістю об'єктів та їхнім кольором, що тісно пов'язано із їхніми температурами та спектральним класом. Будуючи такі діаграми, можна оцінити стадію еволюції досліджуваних зірок і на основі цього визначити, чи може зірка належати певній системі.

Аналіз металічності і хімічного складу зірок також є потужним інструментом для визначення приналежності зірок до системи. Металічність зірок може бути виміряна як за допомогою вузькосмугової фотометрії – наприклад, шляхом фокусування на чутливому до металічності дуплеті CaHK. [10] (застосовується в основному для одночасного аналізу на металевість систем зірок – наприклад, для розрізнення кульових скупчень від карликових галактик), так і спектроскопічно – при вимірюванні ліній Fe. Детальний елементарний хімічний аналіз здійснюється спектроскопічно. Відповідність зірки за хімічним складом іншим зіркам системи вказує на її приналежність до цієї системи.

3. ХІМІЧНИЙ СКЛАД ЗІРОК ЯК ІНДИКАТОР ПРОЦЕСІВ ЕВОЛЮЦІЇ СИСТЕМИ

1.1. Металічність

Хімічний вміст в зорях вимірюється в чисельних густинах (number density) N і в одиницях cm^{-2} . Відношення вмісту хімічних елементів А і В у фотосфері зірки відносно Сонця позначається квадратними дужками і визначається як:

$$\left[\frac{A}{B} \right] = \lg \left(\frac{N(A)}{N(B)} \right)_{star} - \lg \left(\frac{N(A)}{N(B)} \right)_{sol}$$

Під «металічністю» зірки мається на увазі вміст в її атмосфері всіх елементів, важчих за гелій, по відношенню до гідрогену. Через велику

кількість ліній поглинання, що виникають внаслідок переходів в атомах феруму (Fe) на Сонці, Fe традиційно використовується як референтний елемент для порівняння металічності зірок. Металічність зірки по відношенню до Сонця дорівнює:

$$\left[\frac{Fe}{H} \right] = \lg \left(\frac{N_{Fe}}{N_H} \right)_{star} - \lg \left(\frac{N_{Fe}}{N_H} \right)_{sol}$$

При аналізі вмісту хімічного елементу X відносно вмісту заліза Fe використовують величину $lg\varepsilon(V) = A(X)$ як «абсолютний» вміст. Для переведення $\left[\frac{X}{Fe} \right]$ у $A(X)$ необхідно зробити наступні перетворення:

$$\lg \left(\frac{N_X}{N_H} \right)_{sol} = A(X)_{sol} - 12$$

$$\lg \left(\frac{N_X}{N_H} \right)_{star} = \left[\frac{X}{Fe} \right] + \left[\frac{Fe}{H} \right] + \lg \left(\frac{N_X}{N_H} \right)_{sol}$$

$$A(X)_{star} = \lg \left(\frac{N_X}{N_H} \right)_{star} + 12$$

Таким чином, «абсолютний» вміст – це десятковий логарифм кількості атомів на кожні 10^{12} атомів гідрогену

Вміст елементів в зоряній атмосфері може бути вимірний, виходячи з сили поглинальних ліній, яка, у свою чергу, залежить від таких зоряних параметрів, як ефективна температура (T_{eff}), гравітація (g) і швидкість турбулентного потоку в атмосфері зорі (v_t)

Виходячи із наданого означення металічності, зірки за значенням $[Fe/H]$ можна класифікувати наступним чином:

- Дуже металозбагачені (Super metal-rich (SMR)): $[Fe/H] > 0.5$
- Зірки сонячної металічності (Solar) : $[Fe/H] = 0$

- Металодефіцитні (Metal-poor (MP)) $[Fe/H] < -1.0$
 - Дуже металодефіцитні (Very metal-poor (VMP)) $[Fe/H] < -2.0$
 - Надзвичайно металодефіцитні (Extremely metal-poor (EMP)) $[Fe/H] < -3.0$
 - Ультра металодефіцитні (Ultra metal-poor (UMP)) $[Fe/H] < -4.0$
 - Гіпер металодефіцитні (Hyper metal-poor (HMP)) $[Fe/H] < -5.0$
- [11]

Зірки, що були утворені з первісного газу (тобто водню і гелію) відносять до покоління III. Це мають бути зірки нульової металічності – найперші зірки у Всесвіті. Втім, наразі жодної зірки цього покоління не було зареєстровано. Після того, як у перших зірках відбулися процеси нуклеосинтезу, із подальшим збагаченням його продуктами міжзоряного простору, наступне покоління зірок (покоління II) вже утворювалось із металодефіцитного газу – тобто газу, що вже містив елементи, важчі за водень і гелій, але ще в невеликій кількості. В нашій Галактиці найбільш металодефіцитні зірки містяться в гало. До покоління I відносять найбільш ранні зорі, які є металообогаченими. Це зірки диску MW – до них, зокрема, належить і Сонце.

Важливо підкреслити, як зазначають Ken Freeman and Joss Bland-Hawtorn, що значення $[Fe/H]$ не слугує годинником для дослідження системи: скоріше, це інструмент для вимірювання частоти появи наднових і глибини різних потенційних ям, крізь які проходила дана ділянка газу. [12]. Загалом, металодефіцитні зорі дозволяють дослідити внесок нуклеосинтезу від однієї чи кількох наднових, щоб відтворити детальну фізику цих процесів, зокрема вивести маси нейтронних зірок, швидкості обертання, ефективність перемішування зоряної речовини, енергії вибухів і т.д. [13]

1.2. Елементарний склад і механізми хімічного збагачення

Спектральний аналіз хімічного складу атмосфери зірки дозволяє з'ясувати походження газу, з якого вона утворилась.

Однаково металодефіцитні старі зірки різних систем, таких, як карликові галактики, відрізняються за поширеністю у них хімічних елементів. Це свідчить про те, що перші етапи хімічного збагачення не були рівномірними. [13] Дослідження вмісту різних хімічних елементів в зірках карликової галактики надає інформацію про механізми хімічного збагачення, що були характерні для даної системи.

1.2.1. Непарні Z – елементи

Одним із механізмів хімічного збагачення є вибухи наднових (supernovae (SNe)). Їх існує два види: SNe Ia та SNe II. Перший є результатом вибуху C+O білого карлика у подвійній системі, тоді як другий - масивної зорі з масою понад $\sim 10 M_{\odot}$, що зазнає колапсу ядра наприкінці своєї еволюції. Під час вибуху наднової вивільняється гігантська енергія, і новосинтезовані елементи викидаються в міжзоряне середовище, збагачуючи хімічний склад Галактики. [14] Чудовим ідентифікатором типу наднової, що відповідальна за збагачення, є аналіз вмісту непарних Z-елементів.

Відомим фактом є те, що вміст елементів парних номерів (C, O, Ne ...) є більшим за вміст непарних за тієї ж атомної маси. Це так званий парно-непарний ефект (odd-even pattern). Із розвитком спектроскопії, що дозволила провадити детальний хімічний аналіз металодефіцитних зірок, стало можливо співставляти дані спостережень із різними моделями наднових. Так було виявлено, що парно-непарний патерн найкраще узгоджується із моделлю наднових з колапсом ядра (див., наприклад, [14]).

Таким чином, аналіз вмісту непарних Z -елементів, відносно парних, слугує тестом впливу на систему конкретного типу наднової .

1.2.2. α – елементи

α -елементи отримали свою назву через те, що їхні найпоширеніші ізотопи мають масу, цілочисельно кратну масі ядра гелію (тобто альфа-частинки). Вони утворюються в ядрах масивних зірок (O, Mg) та під час вибухів наднових з колапсом ядра (Si, Ca, Ti). Si і Ca є істинно альфа елементами, адже синтезуються в процесі захоплення ядрами атомів альфа-частинок, Mg може утворюватись через реакції захоплення протонів, а щодо віднесення O до альфа-елементів у науковій спільноті не дійдено згоди, втім він однозначно вважається α -елементом у металодефіцитних зорях покоління II. [15]

Незважаючи на неоднакове походження, сукупно відношення вмісту всіх α -елементів до заліза [α/Fe] використовується для відстеження часової шкали зореутворення в системі, оскільки воно чутливе до співвідношення SNe II і SNe Ia, які виникали в минулому. SNe Ia мають довшу часову шкалу, ніж SNe II, і як тільки вони починають робити свій внесок, вони домінують у збагаченні системи залізом, і [α /Fe] неминуче зменшується. Це відображається у вигляді присутності "коліна" на графіку $[Fe/H]$ проти [α /Fe]. Положення коліна вказує рівень збагачення металами системи на момент, коли SNe Ia починають робити свій внесок у хімічну еволюцію. [16]

Таким чином, систематичне збільшення вмісту α -елементів дає змогу пояснити появу SNe типу Ia і II, що діють у різні моменти часу. [6] Зірки в найближчих карликових галактиках зазвичай мають меншу кількість α - і непарних Z -елементів, що пояснюється повільнішою історією зореутворення та/або меншою кількістю зірок із великою масою в цілому [13]

1.2.3. Елементи *Fe* – піку

До групи залізо-пікових елементів належать елементи періодичної системи від Sc до Ge. Хоча вони і об'єднані в одну широку категорію, утворюються вони у складних процесах нуклеосинтезу, які різняться одне від одного і навіть не завжди відбуваються після утворення Fe. Тобто місця синтезу цих елементів часто відрізняються від місць синтезу Fe. [17] Половина з них (Cr, Mn, Fe, Ni, Co, Cu, і Zn) виробляються надновими типу Ia. [18], інші – надновими типу II та гіперновими (hypernovae (HN)) (вибухи зірок у ~30 разів масивніших за Сонце із енергіями вибухів, що у 10-100 разів потужніші за вибухи наднових). [19]

За рахунок цього аналіз поширеності певних Fe-пікових елементів у системі може надати інформацію про те, яка саме високоенергетична подія (SNe Ia, SNe II, HN) збагатила її.

1.2.4. *n* – захоплюючі елементи

Найважчі елементи не можуть синтезуватися шляхом захоплення альфа частинок. По-перше, вони мали б подолати бар'єр кулонівських взаємодій, який відштовхує позитивно заряджені частинки. По-друге, відбувається горіння кремнію в термодинамічній рівновазі, що утворює переважно ядра з найвищою енергією зв'язку на нуклон, тобто в районі залізного піку. Це утворює елементи до $Z \approx 30$ (цинк), але багато інших елементів мали б синтезуватися іншим шляхом. [20]

Існує серія реакцій, що дозволяє оминати кулонівський бар'єр. Це реакції захоплення нейтронів, де одиничний нейтрон захоплюється ядром.

Нейтрон-захоплюючі елементи в основному синтезуються двома каналами – швидким (r-process) і повільним (s-process) процесами захоплення нейтронів. Повільний процес має місце тоді, коли густина

нейтронів настільки низька, що швидкість захоплення нейтронів є нижчою за швидкість β -розпаду. Будь-яке нестабільне ядро здійснює β -розпад до того, як поглине наступний нейтрон. [20]

Вважається, що s-процес відбувається в атмосферах зір низьких і середніх мас (тобто $0.5-8 M_{\odot}$) під час фази асимптотичної гілки гігантів (asymptotic giant branch (AGB)). Зокрема, це відбувається під час термічної пульсації AGB (TP-AGB) - повторюваних імпульсів, спричинених циклічними тепловими нестабільностями в оболонці, що «спалює» гелій. Продукти цього горіння змішуються з поверхнею зорі під час періодичних епізодів конвективного змішування, відомих як «витягування» (dredge-ups). Сильні зоряні вітри потім витісняють цей збагачений матеріал в міжзоряний простір, сприяючи хімічній еволюції системи.[21]

Якщо ж час захоплення нейтронів коротший за час β -розпаду, то утворюються елементи швидкого процесу. Умови, підходящі для протікання r-процесу спостерігаються в наднових з колапсом ядра (SNe II) і при злитті нейтронних зірок. У результаті протікання r-процесу утворюються дуже багаті на нейтрони нестабільні ядра. Лише після того, як джерело нейтронів «вимикається», β -розпади повертають ядро до стабільності. [20]

Під час s-процесу синтез елементів рухається до найбільш стабільних ядер. При цьому досягаються три пікові точки ("bottle-necks"), що відповідають елементам з числом нейтронів $N=50, 82$ і 126 , які є більш стійкими до захоплення нейтронів, ніж інші ядра. [21] Стабільність елементів з такими нейтронними числами пояснюється заповненістю їхніх нейтронних оболонок – подібно до того, як заповнюються електронні оболонки інертних газів. [20] Аналіз показав, що серед нейтрон-захоплюючих елементів, спостережуваний вміст елементів другого (Ba) і

третього (Pb) піків добре відтворюється моделлю s-процесу від AGB-зірок, а елементи першого піку (Sr, Y, Zr) вдалось виробляються ECSNe разом з AGB зірками. [18] При цьому, більшість нейтрон-захоплюючих елементів виробляється обома каналами – як швидким, так і повільним процесами.

Отже, аналіз поширеності нейтрон-захоплюючих елементів може вказати на вплив в хімічній еволюції системи AGB зірок, злиття нейтронних зірок, SNe II, а також так званих наднових з електронним захопленням (electron-capture supernovae (ECSNe)), що є вибухами AGB зірок високих мас.

III. ПРАКТИЧНА ЧАСТИНА

1. ВИБІР ЗІРОК

Для відбору потенційних зірок-членів карликової галактики Мала Ведмедиця було застосовано баєсів алгоритм, розроблений McConnachie і Venn. [22] Покращення алгоритму Jensen J. & McConnachie A. (2023) [4] дозволило застосувати його до найвіддаленіших частин галактики.

Алгоритм базується на ввідних даних із бази даних Gaia. Він обраховує імовірність того, що будь-яка зоря із каталогу Gaia є членом певного супутника Молочного Шляху або належить до гало Галактики. Загальна імовірність є функцією положення зорі на небі, на діаграмі "колір-зоряна величина" та у просторі власних рухів (таким чином, не використовується інформація про радіальну швидкість або металічність).

В результаті застосування алгоритму було визначено 5 зірок на відстанях більше 5 ефективних радіусів¹ (r_h) від центра карликової галактики Мала Ведмедиця, із імовірністю приналежності до неї $> 80\%$. Це п'ять червоних

¹ Ефективний радіус – радіус тієї частини галактики, що випромінює половину всього її світла (half-light radii, r_h)

гігантів із зоряною величиною $17.4 \leq G \leq 18.3$ фотометрії Gaia Early Data Release 3 (EDR3). Найяскравіша з них, UMi-1 є також найвіддаленішою, і сягає відстані 11,7 ефективних радіусів (r_h) від центру UMi. Інші чотири зорі розташовані на відстані 5,2 - 6,3 ефективних радіусів від центру UMi.

2. СПОСТЕРЕЖЕННЯ GRACES, ОБРОБКА І АНАЛІЗ ОТРИМАНИХ СПЕКТРІВ

2.1. Параметри спостережень

Спостереження зірок проводилось за допомогою спектрографа Gemini Remote Access to Canada-France-Hawaii Telescope ESPaDOnS (GRACES) - перехресно-дисперсний електронний спектрограф з високою роздільною здатністю ($R \sim 40000$), що охоплює весь видимий спектр. Об'єкти спостерігалися в рамках програми GN-2022A-Q- 128 (за запитом Sestito F.).

Для найяскравішої зірки (UMi-1, $G = 17.4$ mag), яка також є найвіддаленішою від центру ($\sim 11.7 r_h$), було отримано спектр з відношенням сигналу до шуму (signal-to-noise ratio (SNR)) ~ 30 в області лінії Ba II 6141 Å («режим високого SNR»). Запит на високий SNR в цій області обумовлений тим, що Ba є важливим елементом для з'ясування чистого внеску r –процесу (детальніше про r – і s-процеси у секції 1.2.4). Цей спектр має достатнє SNR для вимірювання вмісту додаткових елементів, зокрема α – (Mg, Ca, Ti), непарних-Z (Na, K, Sc), елементів залізного піку (Fe, Cr, Ni) та елементів процесу захоплення нейтронів (Ba) по всьому спектральному покриттю GRACES. Для решти чотирьох зірок з відстанями від 5 до 7 r_h для більш точного вимірювання радіальних швидкостей і металічності було проведено спостереження із SNR ~ 20 в області Ca II T (~ 8550 Å). У цьому "режимі низького SNR" металічність було визначено за еквівалентною шириною (equivalent width (EW)) ліній

поглинання CaII T ближнього інфрачервоного діапазону. Результати спостережень наведені в таблиці 1.

Об'єкт	$t_{\text{експоз}}$ (с)	$N_{\text{спостер}}$	SNR @Mg Ib	SNR @Ba II	SNR @Ca IT	Дата спостереж ення
UMi- 1	14400	6	9	27	37	22/06/18
UMi-2	1800	1	5	12	17	22/03/14
UMi-3	1800	1	1	6	8	22/03/14
UMi-4	2400	1	2	6	11	22/06/17
UMi-5	2400	1	1	5	10	22/06/17

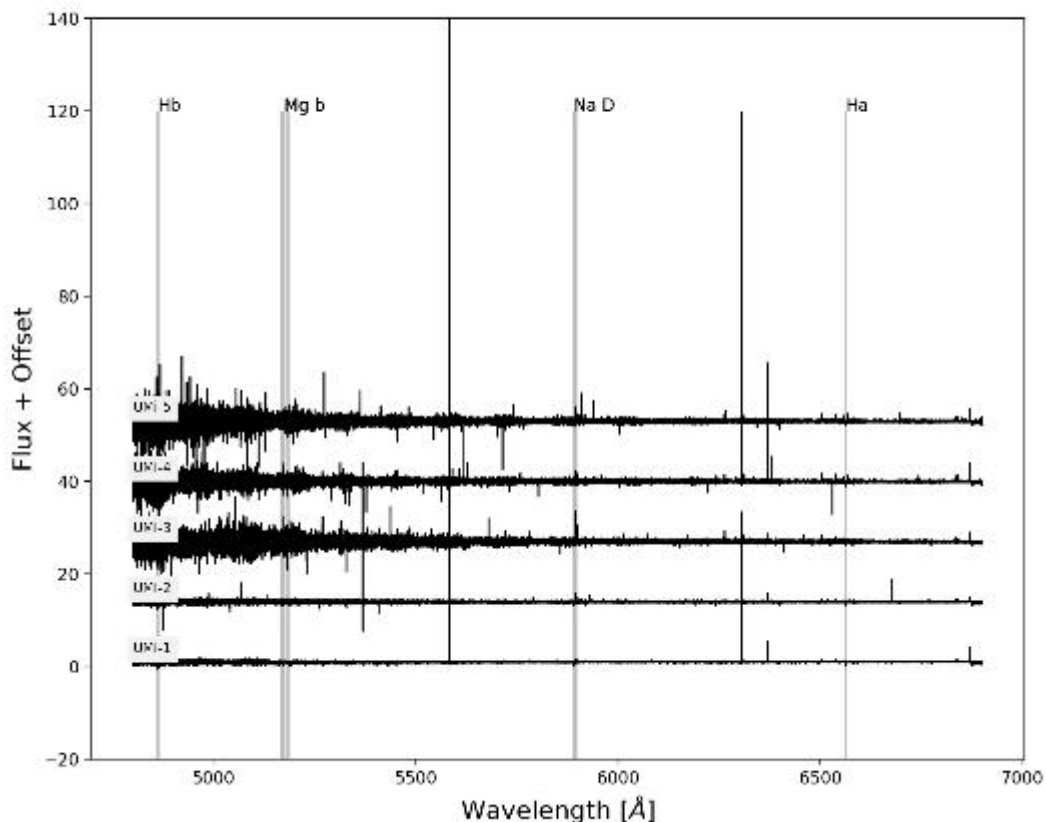
Табл. 1 Дані спостережень для зірок UMi. У таблиці наведено сукупний час експозиції, кількість спостережень, рівень сигналу до шуму на лініях Mg Ib, Ba II і Ca IT, а також дати спостережень

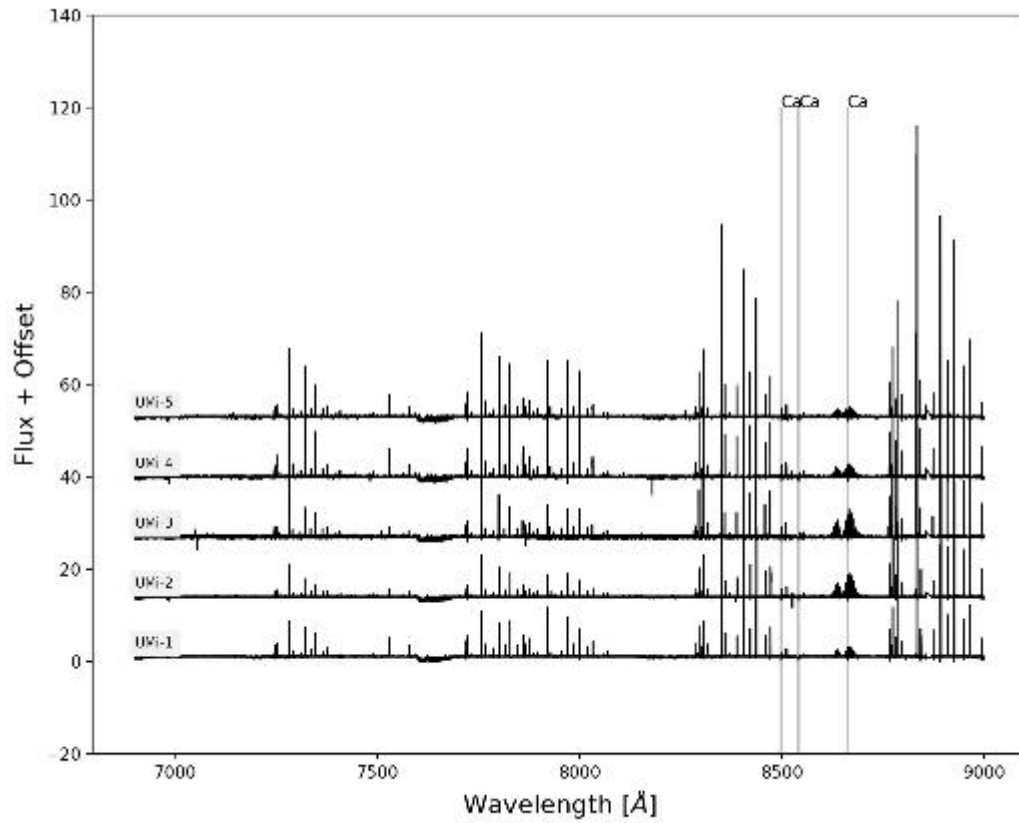
2.2. Обробка спектрів

Попередньо спектри GRACES були оброблені за допомогою інструменту з відкритим вихідним кодом Pipeline for ESPaDOnS Reduction and Analysis (OPERA). Цей етап включає конвертацію CCD зображень спектрів, отриманих спектрографом, у калібровані фізичні величини. Зокрема, здійснюється геометричне калібрування, калібрування профілю приладу, калібрування діафрагми, створення попиксельної карти чутливості, калібрування довжини хвилі та геліоцентрична корекція [23]. Після цього редуковані спектри були постоброблені за процедурою,

описаною в Kielty et al. (2021) [24]. Ця процедура обробки дозволяє вимірювати радіальну швидкість спостережуваної зорі, об'єднувати кілька спостережень (зокрема, для UMi-1 – всіх 6), перевіряти можливі варіації радіальної швидкості, вносити поправки на рух зорі та нормалізувати світловий потік. Описана процедура також покращує відношення сигнал/шум в областях спектру, що перекриваються кількома спостереженнями.

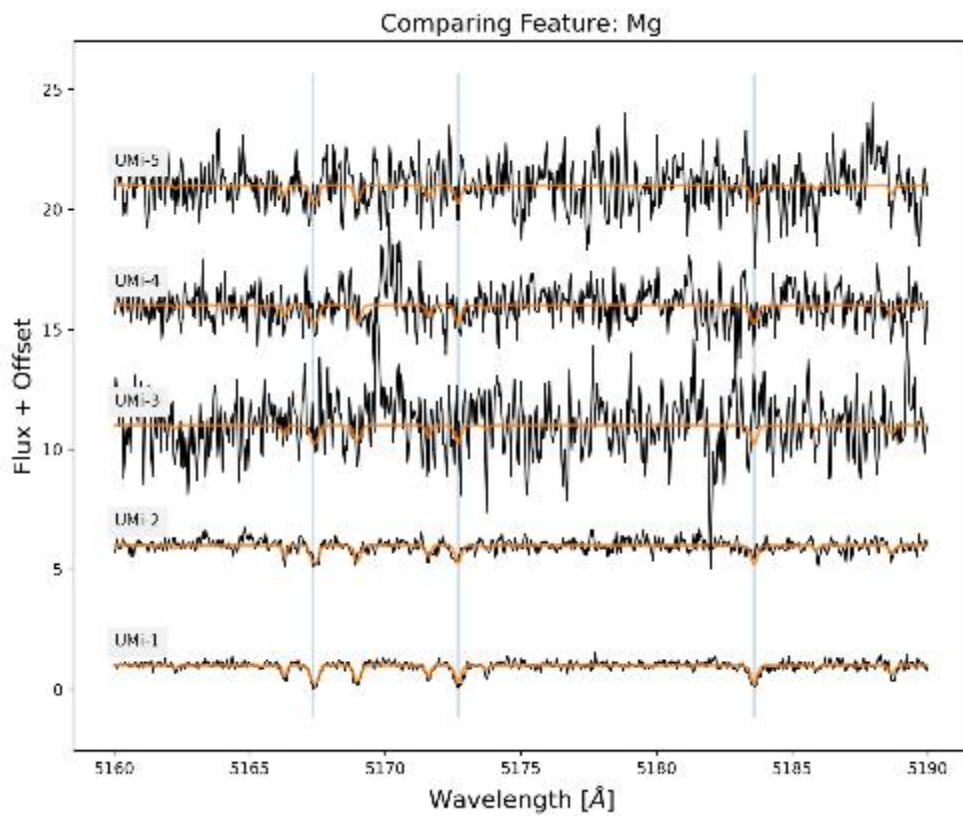
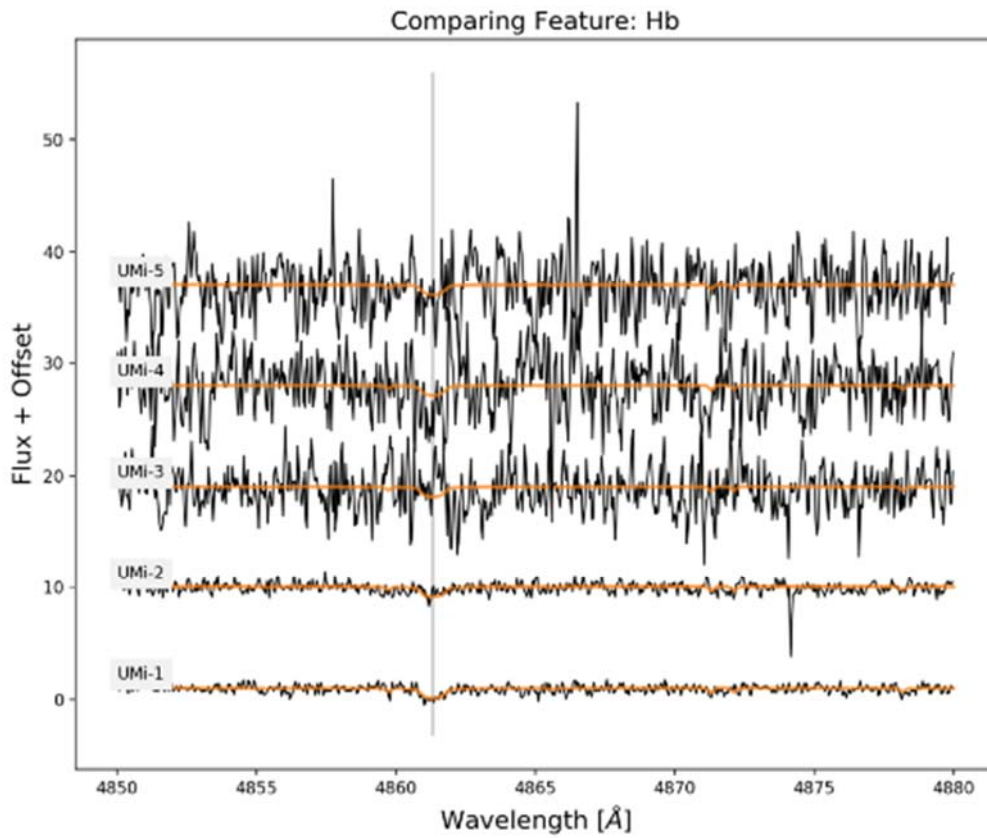
Отримані оброблені спектри наведено на зображеннях нижче із зазначенням сильних ліній поглинання, що були використані для визначення радіальної швидкості.

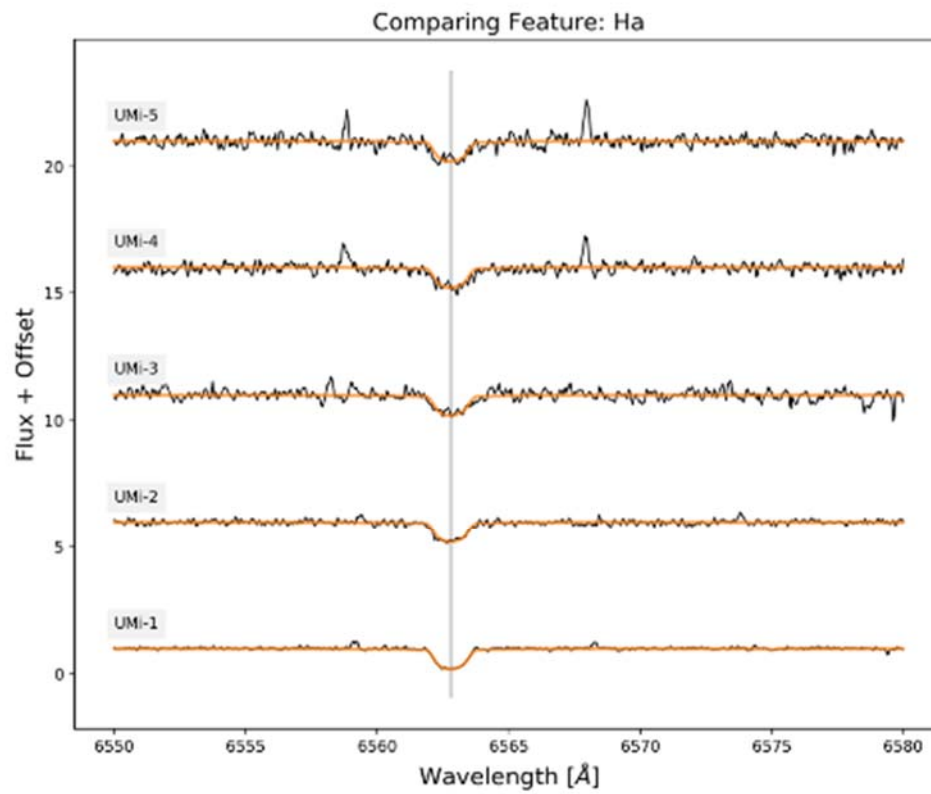
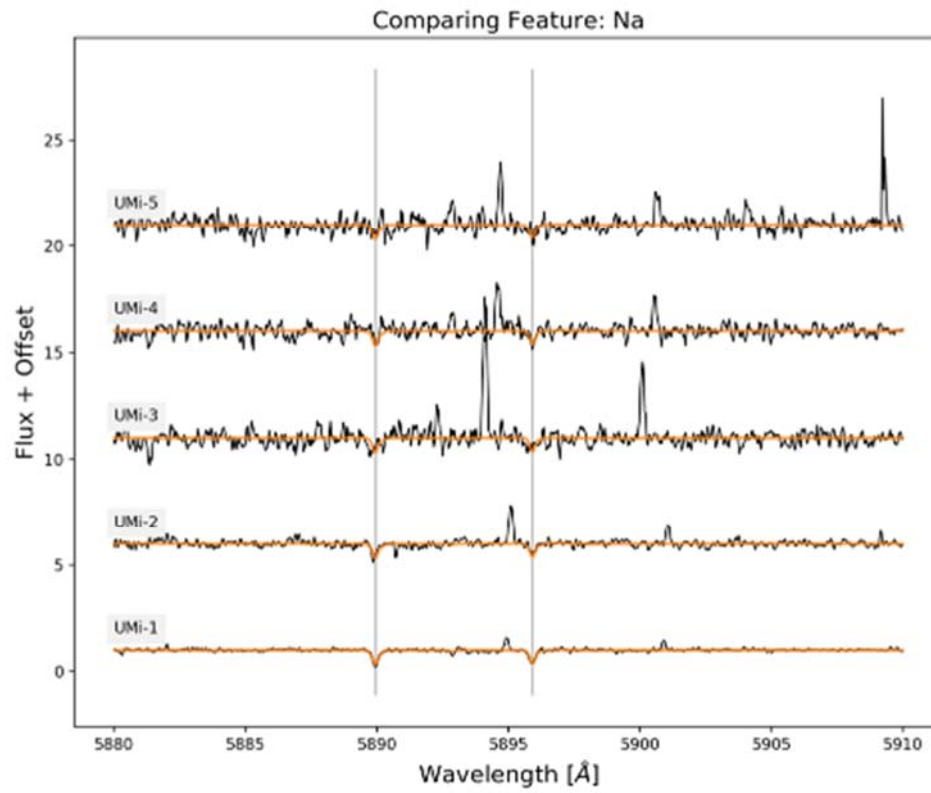


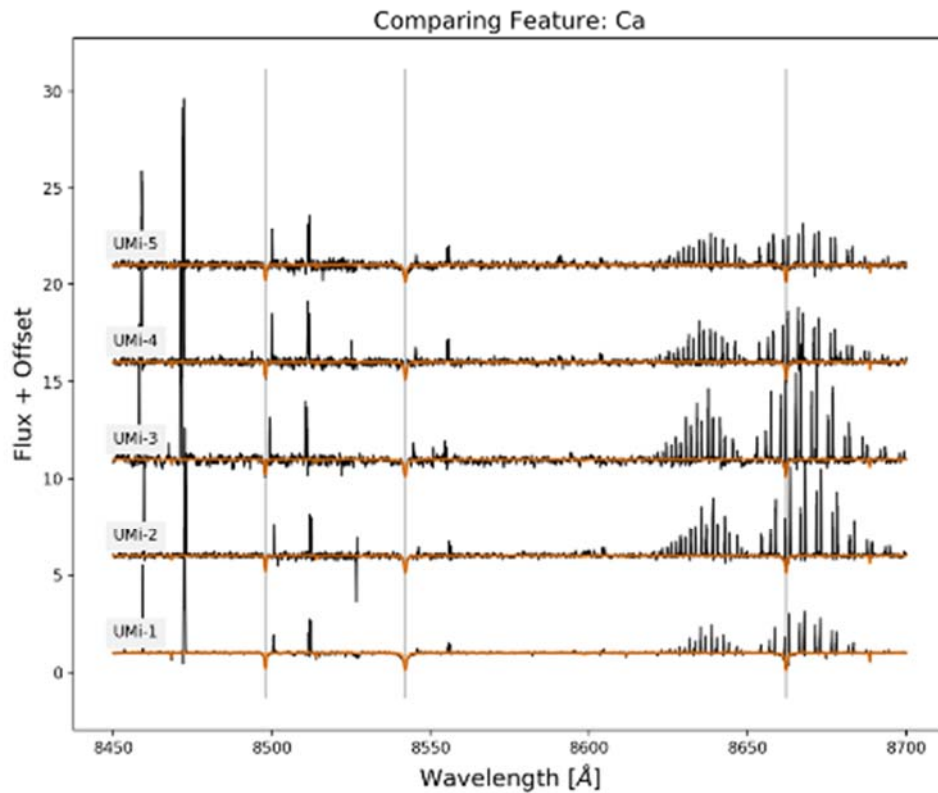


Фіг. 1. Повний спектр GRACES для п'яти досліджуваних зірок UMi.

Нижче наведено порівняння окремих ділянок з лініями поглинання певних елементів для всіх 5 зір:







Фіг.2. Лінії поглинання окремих елементів, ідентифіковані у всіх 5-ти спектрах. На графіках представлені (згори вниз): лінії H_{β} , Mg , Na , H_{α} , Ca . Жовтим позначено лінії поглинання відповідних елементів еталонної зірки.

2.3. Спектр UMi-1

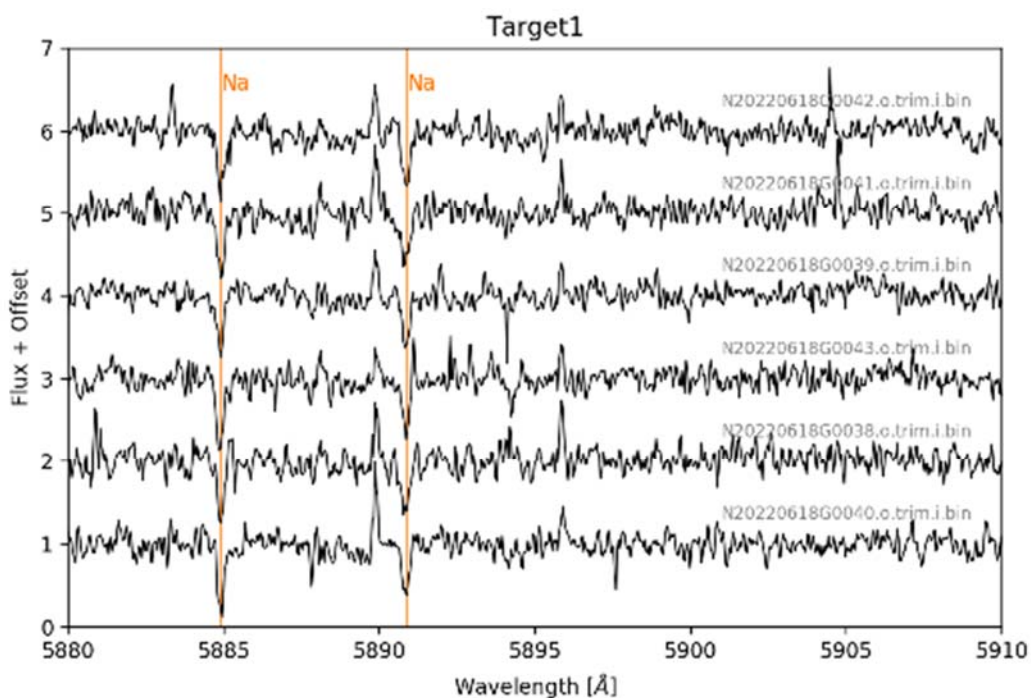
UMi-1 спостерігалась 6 разів для отримання високого відношення сигналу до шуму. При проведенні процедури накладання всіх 6 спектрів одне на одного, було помічене асиметрично розширене ліве крило ліній поглинання заліза в червоній області спектру. Для того, щоб перевірити, що могло спричинити цей ефект, було проведено наступний аналіз:

- i) Була перевірена область дублету натрію NaD кожної з 6 експозицій. Ця ділянка спектру характеризується наявністю ліній поглинання міжзоряного середовища, що дозволяє

перевірити зсув ліній поглинання в атмосфері зірки відносно ліній поглинання ISM:

- якщо лінії ISM зміщені разом з лініями поглинання зорі – необхідно відкоригувати радіальну швидкість для даного спостереження.

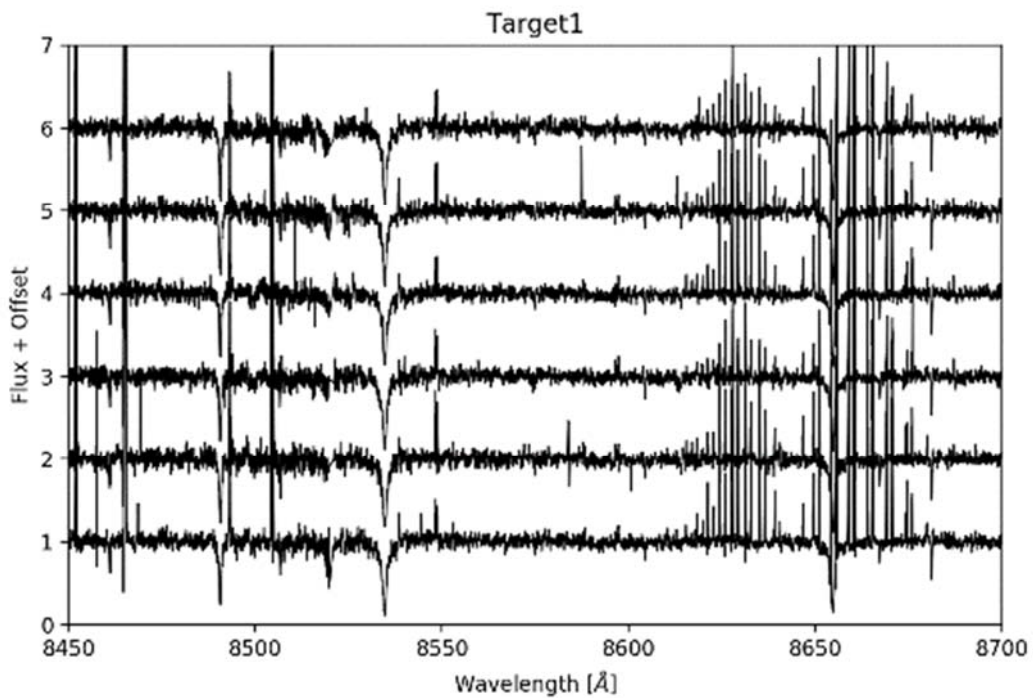
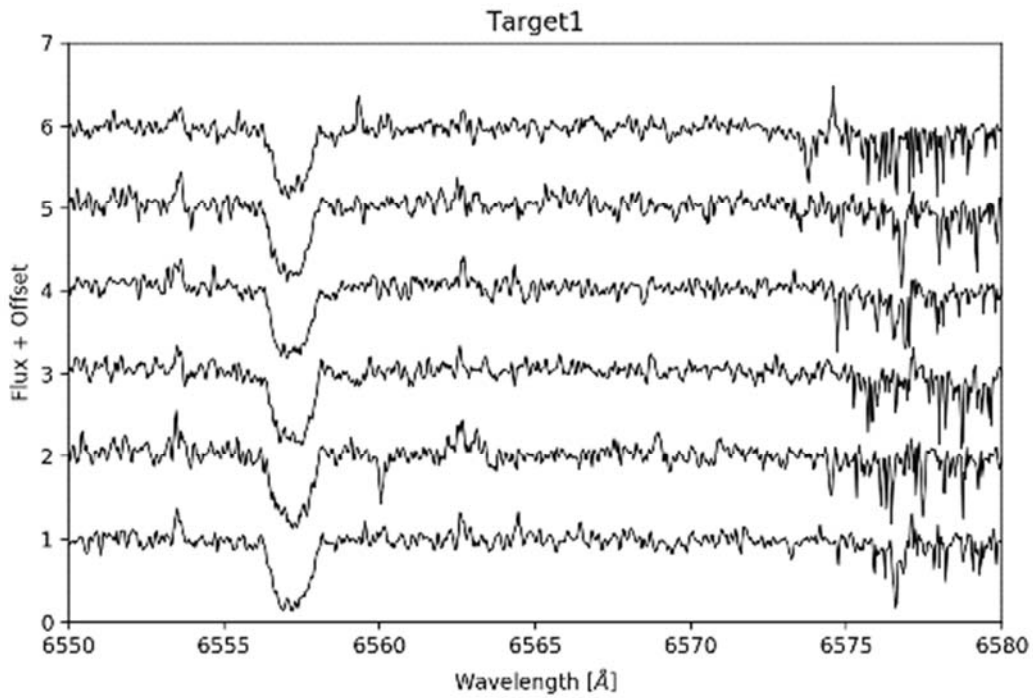
- якщо лінії поглинання зорі зсунуті відносно ліній ISM - це може бути ознакою бінарної системи.



Фіг. 3. Область дублету натрію в спектрах 6 спостережень UMi-1. Ця ділянка спектрів була використана для аналізу на правильне визначення для кожного з них радіальної швидкості і як тест на бінарність системи.

Висновки за “і)” наступні: Лінії поглинання Na добре вирівняні для всіх 6 спостережень, лінії ISM не зміщені, що свідчить про незначну Δv_r і відсутність ознак бінарної системи.

- ii) Було перевірено відношення сигналу до шуму кожного спостереження, щоб виключити ті з них, що вносять більше шуму.

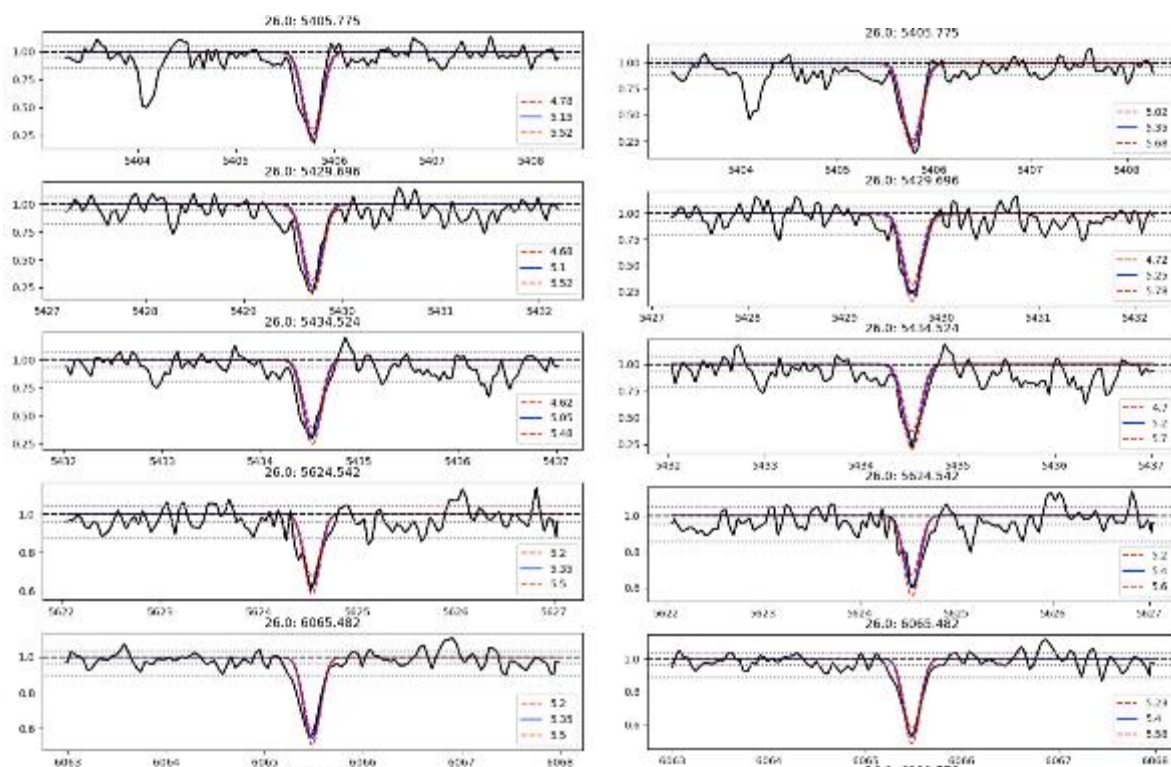


Фіг. 4. Спектри шести спостережень UMi-1. Верхня панель – ділянка H_{α} , нижня панель – ділянка Ca . Порівняння спектрів показало приблизно однаковий рівень S/N для всіх із них.

Висновки за “ii)”: всі 6 спостережень демонструють однаковий рівень SNR.

iii) Щоб дослідити, як кожна з експозицій впливає на форму ліній, було розраховано спектр з почерговим видаленням кожної з них. При цьому для синтетичних ліній під час кожного обрахунку було встановлено фіксований параметр розширення, що дорівнював 0.15 (детальніше про підгонку ліній у секції 4.3.1.)

При цьому особливо помітним був вплив на форму ліній поглинання останнього спостереження. При його вилученні лінії демонстрували більшу симетричність, і ефект розширення лівого крила в червоній частині спектру був меншим.



Фіг. 5. Деякі із ліній Fe I у спектрі, отриманому з накладання всіх 6 спостережень (ліва панель) і 5-ти спостережень із вилученням останнього (права панель). Лінії краще підганяються та мають менш виражене асиметричне розширення лівого крила у другому випадку.

Висновки за “iii)”: шосте спостереження робило найбільший внесок в асиметричне уширення ліній поглинання заліза в червоній області спектру, тож подальші обрахунки було здійснено без його урахування.

3. ЗОРЯНІ ПАРАМЕТРИ

Ефективна температура є функцією болометричного потоку і кутового діаметру згідно з формулою $T_{eff} = \left(\frac{A}{\sigma}\right)^{1/4} \theta^{-1/2} F_{bol}^{1/4}$. [25] Однак пряме вимірювання кутового діаметру доступно лише для кількох зір, переважно карликів. [25] Для гігантів зручним є метод інфрачервоного потоку. Основна ідея методу полягає у використанні монохроматичного потоку в інфрачервоному діапазоні, оскільки він сильно залежить від кутового діаметра, і незначно залежить лише від першого степеню T_{eff} , тоді як інтегральний потік сильно залежить від температури (пропорційно T^4). [25]

Для знаходження ефективних температур зірок методом інфрачервоного потоку було використано фотометричні дані Gaia EDR3, із врахуванням залежності колір-температура для гігантів. Вхідними параметрами був показник кольору Gaia EDR3 BP-RP² та оцінка металічності. В якості вхідної металічності було прийнято значення $[Fe/H] = -2.0 \pm 0.5$, що узгоджується з розподілом металічності в UMi.

Гравітацію на поверхні ($\log g$) було обчислено за допомогою рівняння Стефана-Больцмана: $L = 4\pi R^2 \sigma T^4$. З цього рівняння виводиться радіус зірки, і поверхнева гравітація в подальшому обраховується, виходячи із оцінки маси. Цей крок передбачає внесення ефективної температури, відстані до об'єкта (для переведення видимої зоряної величини у світність L), видимої зоряної величини G фотометрії Gaia EDR3, і болометричні поправки на світловий потік (переведення візуальної зоряної величини в болометричну - спостережувану по всіх довжинах хвиль). За допомогою алгоритму Монте-Карло, що був застосований до ввідних величин та їхніх

² В і R– видимі зоряні величини в блакитному і червоному кольорах відповідно, виміряні супутником Gaia

похибок, було обчислено загальну похибку виміряних зоряних параметрів. Випадкові значення при цьому підбирались в межах 1σ гаусового розподілу, крім маси зірок, які ранжувалися в межах $0.5 - 0.8 M_{\odot}$, що характерно для мас дуже металодефіцитних зір. [8]

Радіальна швидкість зірок визначалась за порівнянням їхніх спектрів із спектром еталонної металодефіцитної зірки HD 122563 і оцінюванням доплерівського зсуву $\Delta\lambda$ між спостережуваними і еталонними лініями.

Формулою для виведення радіальної швидкості v :
$$v = c \cdot \frac{\lambda}{\Delta\lambda}.$$

При визначенні радіальної швидкості були використані наступні лінії: H_{α} , H_{β} , триплет Mg , дублет Na та триплет Ca . Для певних зірок окремі лінії давали хибне значення v_r – залежно від елемента це могло бути обумовлене зашумленістю лінії, впливом поглинання міжзоряного середовища або земної атмосфери. У підсумку, для вимірювання радіальної швидкості UMi-1 було використано лінії поглинання 4 елементів, для UMi-2 – всіх 5 елементів, для UMi-3 – 3 елементів, для UMi-4 – 5-ти, і для UMi-5 – 2-х елементів. Детальніше про значення радіальної швидкості, виміряне з ліній кожного з елементів, у Табл. 7 в Додатках.

Кінцеве значення радіальної швидкості визначалось як середнє між значеннями, отриманими з ліній окремих елементів, похибка вимірювання визначалась як стандартне відхилення (σ) v_r з ліній певних елементів від середнього значення.

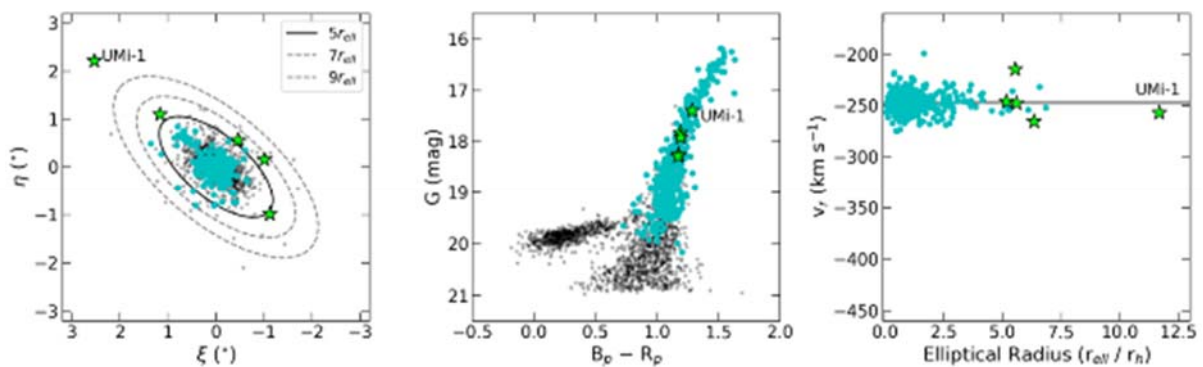
У таблиці нижче наведено зоряні параметри досліджуваних зірок:

Об'єкт	v_r (км/с)	T_{eff} (K)	$\log g$
--------	-----------------	------------------	----------

$UMi - 1$	-256.91 ± 0.05	4604 ± 94	1.15 ± 0.08
$UMi - 2$	-265.26 ± 1.89	4771 ± 93	1.43 ± 0.07
$UMi - 3$	-218.78 ± 1.82	4760 ± 100	1.45 ± 0.08
$UMi - 4$	-245.63 ± 1.78	4795 ± 85	1.60 ± 0.07
$UMi - 5$	-247.29 ± 1.63	4814 ± 100	1.61 ± 0.08

Табл. 2. Зоряні параметри п'яти досліджуваних зір UMi. У таблиці наведені радіальна швидкість, виміряна із доплерівського зміщення спектральних ліній, ефективна температура, виведена з фотометрії Gaia EDR3 та поверхнева гравітація, виведена з рівняння Стефана-Больцмана.

Також на Фіг.2 наведено графіки із положенням досліджуваних зірок відносно центру UMi, на діаграмі колір-зоряна величина (Показник кольору $B_p - R_p$ проти зоряної величини G), та у просторі власних рухів.



Фіг. 6. Ліва панель: проекція координат неба та проекція відстаней від центру UMi. Еліпси позначають еліптичні відстані від центру UMi - 3, 5, 7 та 11 r_h . Центральна панель: Діаграма колір-зоряна величина. Права панель: Простір власних рухів. Блакитні точки - з дослідження Spencer et al. (2018). Сірим кольором на перших двох панелях показано зорі, які не мають поточних спектроскопічних спостережень (але мають високу ймовірність належності за зазначеним алгоритмом; >50%).

4. АНАЛІЗ МОДЕЛІ АТМОСФЕРИ

4.1. Модель атмосфери

Модель зоряної атмосфери - математична модель, яка містить інформацію про розподіл основних фізичних величин (T, P, \dots) з геометричною глибиною в зоряній атмосфері, відлічуваною від деякого нульового рівня. За набором параметрів отриманий розв'язок зоряної атмосфери є унікальним. [26]

У даному дослідженні моделі атмосфери було згенеровано на основі моделей MARCS5 (Model Atmospheres with a Radiative and Convective Scheme). Це сітка одновимірних, гідростатичних, плоскопаралельних і сферичних моделей атмосфер за локальної термодинамічної рівноваги (LTE). Вони використовуються разом з атомними і молекулярними даними спектральних ліній для генерації синтетичних зоряних спектрів. [27] Зокрема, для спектрального аналізу UMi-1 було обрано сферичну модель OSMARCS, оскільки ця зоря є гігантом з $\log(g) < 3.5$.

Початкова модель атмосфери була згенерована з використанням отриманих параметрів зорі, вхідної металічності $[Fe/H] = -2.0$, та турбулентної швидкості $v_t = 2.02$.

4.2. Список ліній і атомні дані

Спектральні лінії було відібрано з попередніх аналізів металодефіцитних зір у Галактичному гало та інших сусідніх карликових галактиках, що спостерігалися за допомогою GRACES ([24], [28], [5]). Атомні дані взято з Linemake6 (An Atomic and Molecular Line List Generator - містить лабораторні атомні дані (ймовірності переходів, надтонкі та ізотопні субструктури), опубліковані групами атомної фізики Вісконсіна та молекулярної фізики Старого Домініону [29]), за винятком ліній K I, що

були взяті з Національного інституту стандартів і технологій (National Institute of Standards and Technology, NIST, [30]).

4.3. Вимірювання спектральних ліній

Вимірювання спектральних ліній заліза здійснювалось двома способами, щоб у подальшому дослідити, який із них дає більш точний результат. Перший – методом підгонки за допомогою побудови синтетичного спектру на основі моделі атмосфери, за процедурою, розробленою Kielty C. et al. (2021); другий – методом вимірювання еквівалентної ширини за допомогою програмного забезпечення IRAF (the Image Reduction and Analysis Facility).

4.3.1. Метод синтетичного спектру за процедурою Kielty C. et al. (2021)

За цим методом спектральні лінії вимірювались шляхом підгонки лініями, синтезованими на основі введеної моделі атмосфери. Синтезовані лінії було розширено параметром $FWHM = 0.15$, що відповідає роздільній здатності спектрографа. Процес вимірювання вмісту елементів відбувався за такими етапами:

- 1) На основі ввідної моделі атмосфери і початкового оціночного значення $[Fe/H]$ відбувається синтезування ліній заліза із залученням програми синтезу спектру MOOG.
- 2) Нове значення $[Fe/H]$ визначається після видалення зашумлених ліній заліза.
- 3) Відбувається оновлення моделі атмосфери з новим значенням металічності.
- 4) Хімічний вміст інших елементів визначається на основі вимірюваного раніше значення металічності.

Кінцеве значення вмісту елемента виводиться як середнє арифметичне з усіх ліній. Похибка вимірюваного вмісту визначається двома способами: (1) як варіації від лінії до лінії, які представляють похибки вимірювання, наприклад, у розміщенні континууму та/або через локальний SNR і (2) систематичні похибки, зумовлені точністю вимірів параметрів зорі. Остаточні похибки вмісту обчислюються додаванням дисперсії у вимірюванні ліній (σ_{EW}) до похибок, обумовлених неточністю зоряних параметрів ($\sigma_{T_{eff}}$, $\sigma_{\log g}$, $\sigma_{[\frac{Fe}{H}]}$) у квадратурі. [24]

4.3.2. Метод вимірювання еквівалентної ширини³ лінії у IRAF

За цим методом визначення вмісту відбувалося за рутинною SPLOT у програмному забезпеченні IRAF, створеному Національною обсерваторією оптичної астрономії. Алгоритм вимірювання еквівалентної ширини ліній складався з наступних кроків:

- 1) Визначення рівня континууму.
- 2) У випадку зашумлених ліній – згладжування з параметром $\sqrt{5}$.
- 3) Вимірювання EW через підгонку лінії гаусіаною шляхом визначення центру лінії на рівні континууму. При цьому підгонка відбувається за лівим крилом, за правим крилом чи/та за середнім арифметичним цих двох вимірювань.
- 4) Вимірювання EW через підгонку лінією, яка охоплює всю площу над лінією поглинання до рівня континууму, шляхом зазначення меж обох крил лінії.
- 5) Визначається середнє арифметичне між вимірюваннями різними профілями

³ Еквівалентна ширина лінії поглинання – ширина прямокутника, що займає ту саму площу, як і лінія поглинання

- б) Запускається MOOG для підбору вмісту A(Fe I), який відповідає вимірній еквівалентній ширині

Похибка значення вмісту визначалась із дисперсії вимірних значень для кожної лінії: $\sigma_{A(Fe)} = \delta_{A(Fe)} / \sqrt{N_{Fe}}$. Хоча цей процес позбавлений тієї автоматичності, що притаманна попередньо описаній процедурі, її перевагою є можливість більш точного виставлення певних параметрів підгонки – наприклад, рівня континууму, підбору профіля (функція Гауса, Лоренца чи Фойгта).

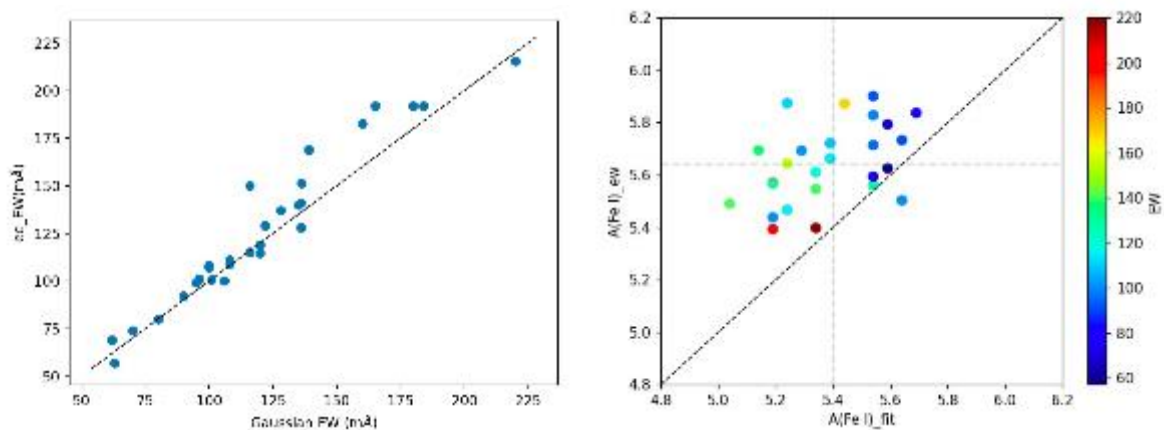
4.3.3. Порівняння отриманих результатів

У Табл. 6 в додатках наведено порівняння вмісту заліза, що було отримано для кожної лінії цими двома способами. При цьому було відкинуто три лінії, виміряні методом еквівалентної ширини, через зависоке відхилення виміряного вмісту для них порівняно із середнім арифметичним для вмісту інших ліній. Це могло бути обумовлене блендуванням цих ліній з іншими.

Загалом, порівняльний аналіз показав, що значення вмісту, виміряні методом еквівалентної ширини у IRAF, є систематично вищими за ті, що вимірювались методом синтетичного спектру за процедурою Kielty C. et al (2021). Це пояснюється кількома факторами.

По-перше, процедура підгонки ліній синтетичним спектром побудована таким чином, що є нечутливою до швидкості мікротурбулентності, у той час як при вимірюванні еквівалентної ширини навіть невелике відхилення значення мікротурбулентності вносить вагомий ефект у крила сильних ліній – що систематично завищує показники вмісту. Це продемонстровано на Фіг.7 зліва: для сильних ліній (з EW > 125 mÅ) підгонка гаусіаною дає нижчі значення EW, ніж підгонка лінією, що

обмежує всю площу під континуумом. Це обумовлено домінуванням лоренцівських крил у сильних ліній. Отже, слабші лінії є більш підходящими для вимірювання вмісту за процедурою SPLOT у IRAF. По-друге, перевагою синтетичної підгонки ліній за зазначеною вище процедурою є застосування єдиного FWHM для всіх ліній (0.15 у цьому випадку) – у той час, як при вимірюванні EW вручну цей параметр визначається для кожної окремої лінії. Порівняння вимірів $A(\text{Fe I})$ двома способами проілюстровано на Фіг. 7 справа.



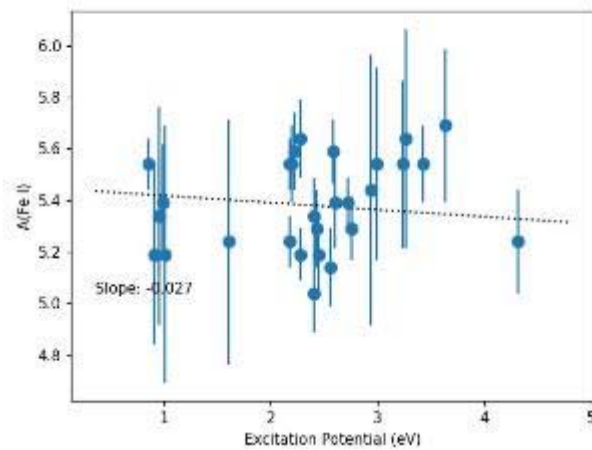
Фіг. 7. *Зліва:* Порівняння вимірів еквівалентної ширини підгонкою гаусіаном (Gaussian_EW) та із захопленням всієї площі лінії під континуумом (ee_EW). Для сильних ліній спостерігається значне домінування лоренцівських крил, що робить площу, охоплену лінією, більшою. *Справа:* Порівняння значень вмісту Fe I, отриманих шляхом підгонки ліній синтетичним спектром ($A(\text{Fe I})_{\text{fit}}$) та шляхом вимірювання еквівалентної ширини ліній в IRAF ($A(\text{Fe I})_{\text{ew}}$). Сірим пунктиром позначені середні значення вмісту $A(\text{Fe I})$ за кожним із методів.

Середнє відхилення між значеннями вмісту, отриманими цими двома способами, лежить в межах 1σ синтетичної підгонки. Це вказує на характеристику даних: вони є занадто зашумленими для правильного вимірювання еквівалентної ширини в IRAF. Відповідно, результат, отриманий з синтетичного аналізу, є надійнішим, тож у подальшому було використано саме його.

4.4. Перевірка зоряних параметрів

Для перевірки значення ефективної температури застосовується рівновага збудження певного елемента. Зокрема, в даному випадку було застосовано тест на рівновагу збудження в лініях Fe I через їхню найбільшу кількість.

Потенціал збудження (excitation potential (EP)) визначає, в якому місці атмосфери було утворено лінію поглинання. Незалежність значення вмісту елемента від EP свідчить про правильне вимірювання температури поверхні



Фіг. 8. Лінеаризація вмісту Fe I як функції потенціалу збудження як тест на ефективну температуру

зорі. [51] Для UMi-1 нахил прямої на графіку $A(\text{Fe I})$ - потенціал збудження при лінійній апроксимації має значення -0.027 . Це значення менше, ніж дисперсія у вимірах вмісту заліза (~ 0.2) в діапазоні EP (~ 4 eV). Таким чином, можна заключити, що оцінка ефективної температури за IRFM є достатньо якісною.

Для перевірки значення поверхневої гравітації застосовують тест на баланс йонізації елементів (наприклад, Fe I і Fe II). За визначенням, гравітація пов'язана з тиском газу ($P_g \propto g^{2/3}$) і тиском електронів ($P_e \propto g^{1/3}$). З рівняння Саха: $\frac{n_1}{n_2} = \frac{g_2}{g_1} \exp\left(-\frac{\Delta E}{kT}\right)$, де n_1 і n_2 – чисельна густина атомів з електронами на рівнях I і II, g_1 і g_2 – статистична вага першого і другого рівнів, ΔE – різниця енергії між двома рівнями, T – локальна кінетична температура. З цього рівняння для холодних зірок випливає, що

кількість атомів домінантного виду - Fe I будуть залежати від $\frac{1}{P_e}$, а атоми в меншості - Fe II (першого ступеню йонізації) будуть залежати від $\frac{1}{P_e^2}$. Це робить йонізаційну рівновагу хорошим тестом на значення поверхневої гравітації. [51]

Оцінка $A(\text{Fe I})$ і $A(\text{Fe II})$ у UMi-1 показала, що ці значення відрізняються лише на 1.43σ або $0.16 \pm 0.11 \text{ dex}$, що дозволяє прийняти обраховані значення $\log g$ як достатньо точні.

Отже, за результатами перевірки всі зоряні параметри UMi-1 лишилися незмінними.

5. АНАЛІЗ ХІМІЧНОГО СКЛАДУ UMi-1

Вимірювання вмісту хімічних елементів в атмосфері UMi-1 відбувалось за описаною схемою для методу синтетичного спектру. При цьому на завершальній стадії до отриманих результатів було застосовано поправку на відхилення від локальної термодинамічної рівноваги (NLTE correction).

Серед α -елементів було виміряно вміст Mg, Ca, Ti. $A(\text{Mg I})$ було виміряно з двох ліній триплету Mg I (5172.684 Å, 5183.604 Å) та слабшої лінії 5528.405 Å. $A(\text{Ca I})$ визначалося за 13 спектральними лініями від 5588 Å до 6500 Å. Для визначення $A(\text{Ti I})$ і $A(\text{Ti II})$ було використано 12 і 9 ліній відповідно.

З непарних-Z елементів було визначено вміст Na, K та Sc. $A(\text{Na I})$ вимірювалось за спектральними лініями дублету Na I (5889.951 Å, 5895.924 Å). Вміст K I визначався за двома лініями при 7664.899 Å, 7698.965 Å. Вміст Sc вимірювався лише з однієї лінії Sc II при 5526.785 Å. Вміст Sc було виміряно з урахуванням ефектів надтонкого розщеплення.

З елементів залізного піку вміст було виміряно для Fe, Cr і Ni. Вміст заліза визначався за 29 лініями Fe I та 3 ліній Fe II. Кінцеве значення металічності $[Fe/H]$ обраховувалось як середнє арифметичне для всіх ліній. Вміст Cr визначався з трьох спектральних ліній Cr I (5296.691 Å, 5345.796 Å, 5409.783 Å). $A(Ni)$ було виміряно з чотирьох ліній Ni I (5476.904 Å, 5754.656 Å, 6586.31 Å, 6643.63 Å).

Єдиним нейтрон-захопним елементом, виміряним в атмосфері UMi-1, був Ba. $A(Ba)$ визначався за двома лініями Ba II (6141.73 Å, 6496.91 Å) з урахуванням ефектів надтонкого розщеплення.

Враховуючи, що на вміст елементів в атмосферах металодефіцитних зірок суттєво впливають відхилення від локальної термодинамічної рівноваги, розв'язки рівнянь статистичної рівноваги мають бути відкориговані з поправкою на NLTE ефекти. Для ліній $A(Fe)$ і $A(Na I)$ поправки було отримано з бази даних INSPECT [31]. Для $A(Mg I)$, $A(Ca I)$, $A(Ti I)$, $A(Ti II)$ та $A(Cr I)$ – з MPIA [32]; для $A(Ba II)$ NLTE поправки було взято з Mashonkina & Belyaev (2019) [33].

У таблиці нижче наведено зведені дані про вимірний вміст елементів і поправки на відхилення від LTE.

Відношення	<i>LTE</i>	σ	$N_{\text{ліній}}$	<i>NLTE</i>
$[Fe/H]$	-2.09	0.09	29 + 3	-1.98
$[Mg/Fe]$	0.86	0.20	3	0.75
$[Ca/Fe]$	0.12	0.11	13	0.07

[Ti/Fe]	0.21	0.12	12 + 9	0.27
[Na/Fe]	-0.44	0.24	2	-0.82
[K/Fe]	0.40	0.10	2	--
[Sc/Fe]	0.15	0.10	1	--
[Cr/Fe]	-0.06	0.24	3	0.14
[Ni/Fe]	-0.04	0.18	4	--
[Ba/Fe]	-1.00	0.15	2	-1.13

Табл. 3 Хімічний вміст для UMi-1. У таблиці зазначено вміст при LTE та з поправкою на NLTE, дисперсія значень σ і кількість ліній для кожного вимірюваного елемента. Для Fe I Ti наведено кількість ліній нейтрального і йонізованого станів.

6. ПОРІВНЯННЯ З ДАНИМИ З ЛІТЕРАТУРИ

Для того, щоб порівняти отримані дані хімічного аналізу для UMi-1 з іншими зірками цієї системи, було використано праці таких авторів:

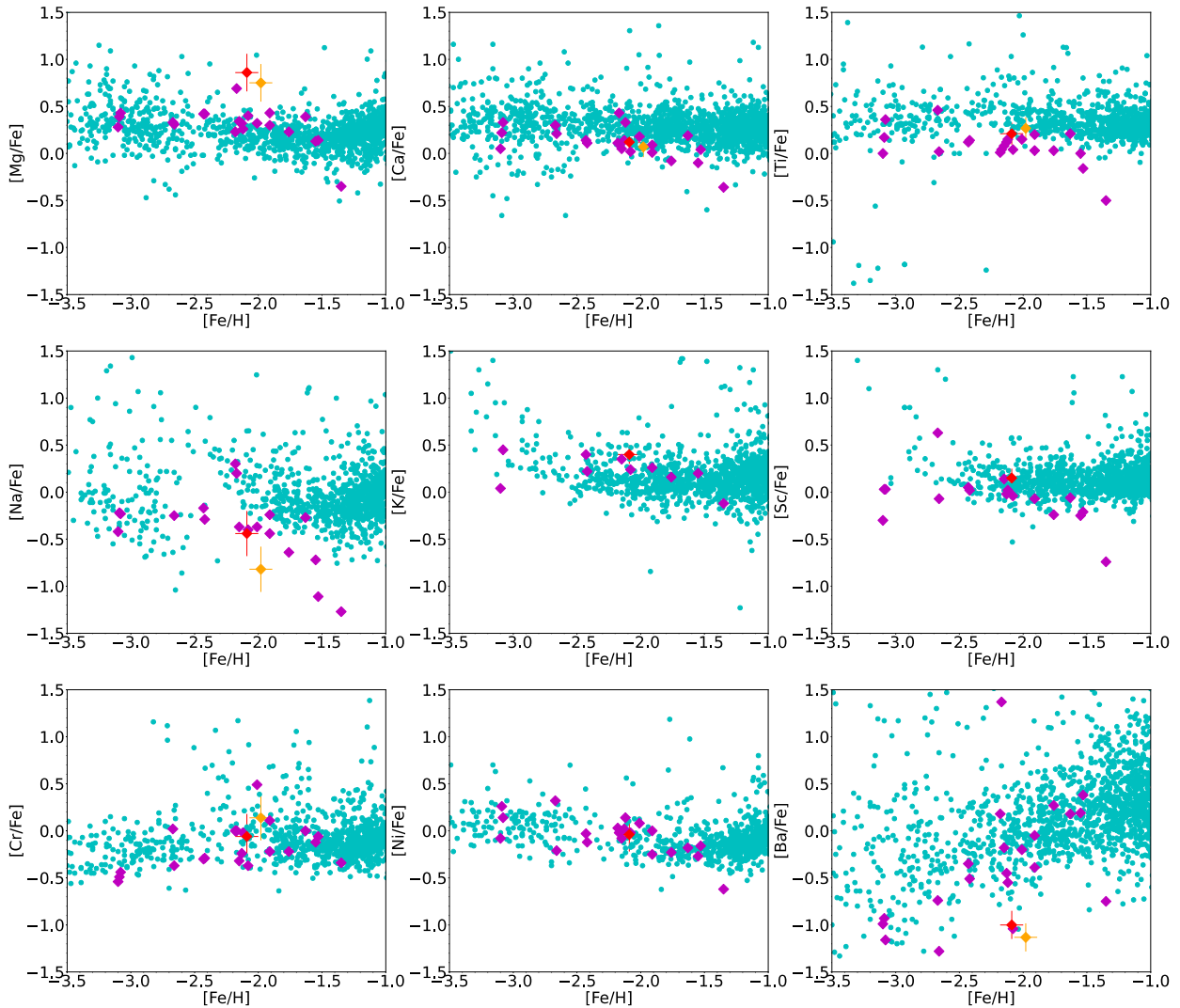
- Shetrone, Côté & Sargent (2001) [34] – їхній аналіз містив 6 зірок UMi з S/N спектрів в діапазоні 19-36, однак через збіг двох зірок з іншим дослідженням, більш раннім, було використано лише 4.
- Sadakane et al. (2004) [35] – 3 зірки з S/N спектрів = 55, 50, 60

- Cohen & Huang (2010) [36] – 10 зірок із S/N спектрів в діапазоні 85 – 105
- Kirby & Cohen (2012) [37] – 1 зірка з S/N = 91
- Ural et al. (2015) [38] – три зірки з S/N = 25,30,12

Усього було використано 21 зірку з підтвердженою приналежністю до галактики Мала Ведмедиця і проаналізованим хімічним вмістом за спектроскопією з високим SNR. Усі вмісти хімічних елементів із зазначених джерел були виміряні в межах 1D LTE припущення.

Також порівняння було здійснене із зірками Галактичного гало. Дані про ці зірки було взято з [39], [40], [24], [41].

На Фіг. 9 продемонстровано хімічний вміст для UMi-1, із порівнянням відносно зазначених вище зірок.



Фіг. 9. Аналіз вмісту хімічних елементів в зірках UMi. UMi-1 позначена червоним (LTE) і помаранчевим (NLTE) ромбами. UMi зорі з літератури позначено пурпурними ромбами, бірюзові кола – зорі гало MW з літератури.

7. МЕТАЛІЧНІСТЬ З ЛІНІЙ NIR CaII T

Через те, що зірки UMi-2 – UMi-5 спостерігались в режимі низького SNR, металічність для них виводилась із ліній кальцію в області близького інфрачервоного діапазону. Для цього у спектрах GRACES цих зірок SNR на цій ділянці був вищим, ніж на інших.

Область спектру триплету кальцію (CaT) є потужним інструментом для оцінювання металічності окремих зір гілки червоних гігантів. Три лінії

поглинання CaT (8498 Å, 8542 Å і 8662 Å) настільки широкі, що їх можна виміряти з достатньою точністю при помірній роздільній здатності. [42]

Для вимірювання металічності із ліній CaII T було використано зв'язок між еквівалентними ширинами двох ліній триплету кальцію (8542 Å і 8662 Å) і $[Fe/H]$, виведений Starkenburg et al. (2010). [42]

Зокрема, було використано наступне рівняння:

$$\left[\frac{Fe}{H}\right] = -2.87 + 0.197 \times (V - V_{HB}) + 0.458 \times EW_{2+3} - 0.913 \times EW_{2+3}^{-1.5} + 0.0155 \times EW_{(2+3)} \times (V - V_{HB}) [42]$$

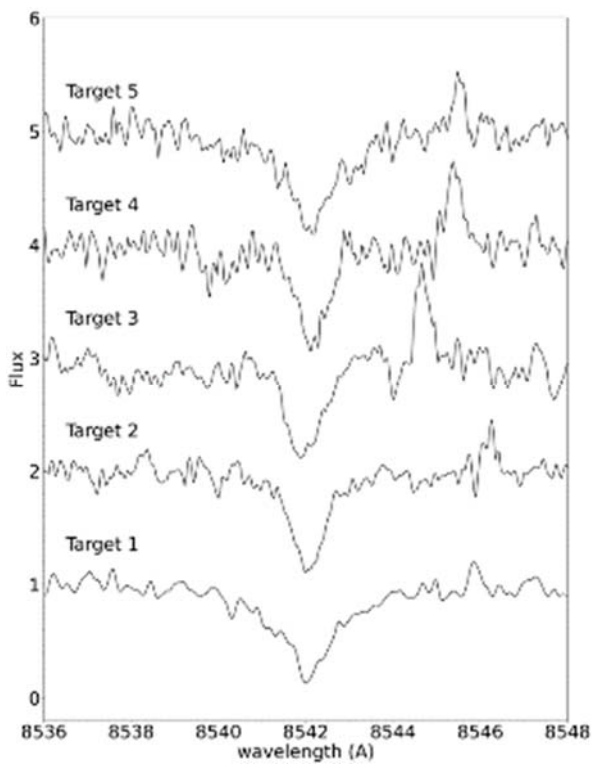
V – візуальна зоряна величина, була виведена з G – величини з даних Gaia EDR 3 через співвідношення, зазначені у [43]. Результат конвертації наведений у Табл. 4. V_{HB} – візуальна зоряна величина для горизонтальної гілки карликової галактики Мала Ведмедиця – взята із Cudworth et al.(1986) [44] і дорівнює 19.7.

	G	V
UMi-1	17.39	17.72
UMi-2	17.83	18.12
UMi-3	17.91	18.20
UMi-4	18.25	18.53
UMi-5	18.28	18.57

Табл.4. Переведення G -величини з Gaia EDR3 у візуальну зоряну величину V згідно з [43].

Еквівалентні ширини вимірювались за допомогою SPLOT рутини в IRAF, як вже було описано вище, із підгонкою лінії декількома профілями. Медіана та стандартне відхилення були прийняті як остаточне значення для EW та її похибка. Утім, третя лінія триплету (8662 Å) виявилася зашумленою у всіх чотирьох спектрах, тож для оцінки її еквівалентної

ширини було використано співвідношення між EW_2 та EW_3 , зазначене у статті (див. фіг.В.1 у статті Starkenburg et al. (2010) [42]). Зокрема, для співвідношення між еквівалентними ширинами цих двох ліній було взято дільник 1.2. За допомогою алгоритму Монте-Карло було згенеровано 10^6 випадкових значень геліоцентричної відстані, EW_{8542} , відношення EW_{8542}/EW_{8662} і зоряних величин, із припущенням нормального (гаусівського) розподілу. Остаточне значення $[Fe/H]$ та його похибка - це медіана та стандартне відхилення від випадкового генерування, відповідно.



Фіг. 10. Спектри GRACES для п'яти зірок, що досліджуються в даній роботі. Зокрема, наведена ділянка, що містить лінію з триплету Ca II T, яка була використана для вимірювання металічності чотирьох зірок, спостережуваних в режимі низького SNR.

Значення металічності, виміряні для всіх 5 зірок, вказані у Табл 5.

Об'єкт	$[Fe/H]$
<i>UMi</i> – 1	-2.09 ± 0.09 (Fe) -2.34 ± 0.26 (CaT)

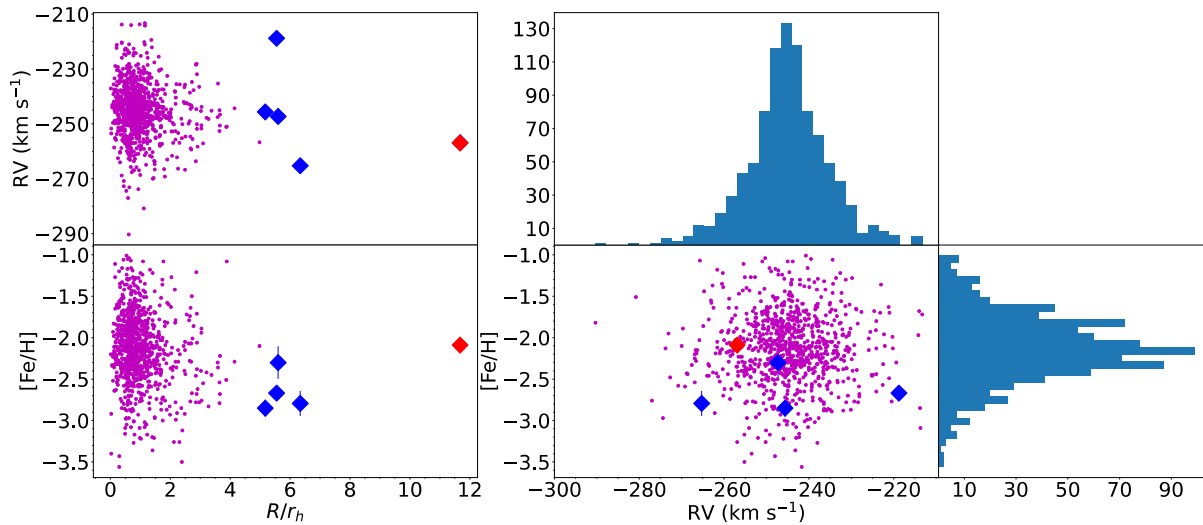
$UMi - 2$	$-2.79 \pm 0.15 (CaT)$
$UMi - 3$	$-2.67 \pm 0.08 (CaT)$
$UMi - 4$	$-2.85 \pm 0.10 (CaT)$
$UMi - 5$	$-2.30 \pm 0.20 (CaT)$

Табл. 5. Металічність, виміряна для п'яти досліджуваних зірок. Для найяскравішої і найвіддаленішої зірки зі спектром найвищої роздільної здатності (UMi-1) значення металічності отримано із ліній поглинання заліза; для інших 4-х (UMi-2-5) – із ліній триплету кальцію. Для порівняння для UMi-1 також було виміряно металічність із CaT.

Метод вимірювання металічності за лініями триплету кальцію було також перевірено на UMi-1. Враховуючи, що ця зоря мала більший SNR у цій області за інші чотири об'єкти, рівень відношення сигналу до шуму її спектру було понижено до рівня інших зірок, і вимірювання проводились за тим самим алгоритмом, як і для UMi-2-5. Доступність для UMi-1 вимірюного значення $[Fe/H]$ з ліній поглинання заліза дозволяє застосувати її як зразок для визначення рівня точності CaT-методу.

Металічність для UMi-1 з Ca II T ліній становила -2.34 ± 0.26 , що з точністю до 0.9σ узгоджується з металічністю, визначеною за лініями Fe (-2.09 ± 0.09).

На Фіг. 10 показано металічність і радіальні швидкості п'яти зірок із цього дослідження та інших відомих членів UMi (Spencer et al. (2018) [45], Pace et al. (2020) [46] та з APOGEE DR17 [47]) як функцію їхніх еліптичних відстаней (ліві панелі); простір $[Fe/H]$ проти радіальної швидкості (RV) та їхні гістограми (центральна і права панелі).



Фіг. 10. Розподіл зірок UMi. Ліві панелі: Радіальні швидкості (вгорі) та металічність (внизу) як функція еліптичної відстані. Центральна панель: розподіл зір UMi у просторі $[\text{Fe}/\text{H}]$ проти RV . Кутові графіки: гістограми розподілу RV (вгорі) і металічності (праворуч) зорі UMi. UMi-1 позначена червоним ромбом, а UMi-2-5 - синіми ромбами. Пурпурові крапки - компіляція зірок зі Spencer et al. (2018) та Pace et al. (2020).

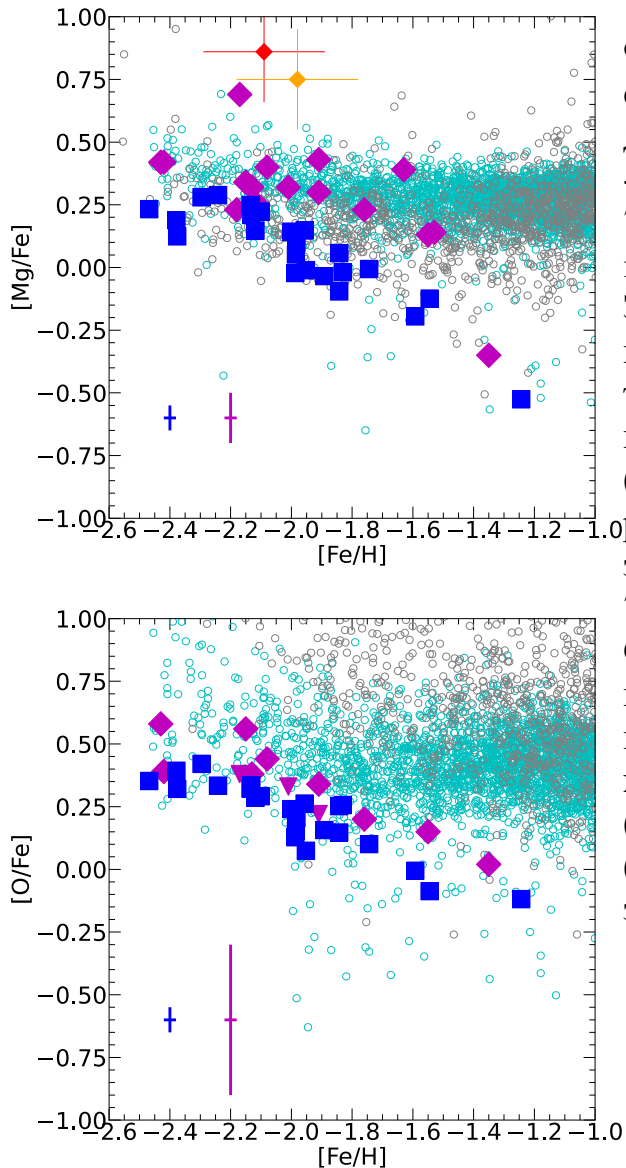
8. ІНТЕРПРЕТАЦІЯ ОТРИМАНИХ РЕЗУЛЬТАТІВ

8.1. Причина розширеного гало

Спектральний аналіз показав, що досліджувані зірки мають металічність і радіальні швидкості, сумісні з розподілами в UMi, тому вони можуть бути визначені як нові члени цієї карликової галактики. Особливий інтерес при цьому становить UMi-1, розташована на відстані $\sim 12 r_h$ (~ 4.5 кпк) від центру UMi. Той факт, що її хімічний склад узгоджується із хімічним складом інших членів галактики, зосереджених поблизу центру, із невеликими відмінностями, що будуть описані нижче, вказує на те, що причиною такого віддалення зірки міг бути вплив процесів наднової або припливних сил від Молочного Шляху радше, ніж злиття з іншою карликовою галактикою.

8.2. Вплив SNe Ia

Рівномірний розподіл α – елементів на графіках залежності від $[Fe/H]$, тобто відсутність характерного «коліна», що було описано у секції 1.2.2 вказує на відсутність ознак впливу SNe Ia. Однак, одна зоря на цих графіках (взята з Cohen & Huang (2010)), яка також є найбільш металовмісною серед інших, демонструє нахил у розподілі вмісту альфа-елементів відносно металічності. Для того, щоб перевірити, чи наявне «коліно» на ділянці $[Fe/H] > -2$, ми звернулись до бази даних APOGEE DR17 [47], щоб виділити з неї зірки, які з високою імовірністю є членами UMi (відбір зірок відбувався за баєсівським алгоритмом, описаним у підрозділі 2 розділу Практичної частини). Серед α – елементів було проаналізовано вміст Mg та O, адже значення їхнього вмісту є найбільш надійними для даної бази. Також для порівняння було додано зірки гало MW, взяті із зазначеного каталогу APOGEE та GALAH [48]. Отриманий результат проілюстровано на Фіг. 11. Із додаванням даних APOGEE наявність «коліна» на значенні $\left[\frac{Fe}{H}\right] \sim -2.1$ стає більш очевидною. Момент «нахилу» лінійної залежності $\left[\frac{\alpha}{Fe}\right] - \left[\frac{Fe}{H}\right]$ вказує на момент еволюції системи, коли SNe Ia починає робити свій внесок в її хімію.



Фіг. 11. Розподіл вмісту альфа-елементів (Mg і O) в зірках UMi з даних APOGEE DR17. Сині квадрати - зорі з APOGEE з високим SNR (> 70), які за баєсовим алгоритмом з імовірністю $> 70\%$ є членами UMi. Зорі UMi з літератури позначені пурпуровими квадратами, пурпурові трикутники позначають їхні верхні межі. UMi-1 позначена червоним (LTE) і помаранчевим (NLTE) ромбами. Бірюзові порожні кола – зорі MW з APOGEE з високим SNR (> 70) і якісними вимірами паралаксу з GAIA EDR3 ($\pi/\delta\pi > 15$). Сірі відкриті кола - зорі MW з GALAH. похибки позначені синім і пурпуровим хрестами для зір з APOGEE (інфрачервоний NLTE) і з літератури (оптичний LTE високої роздільної здатності), відповідно. [8]

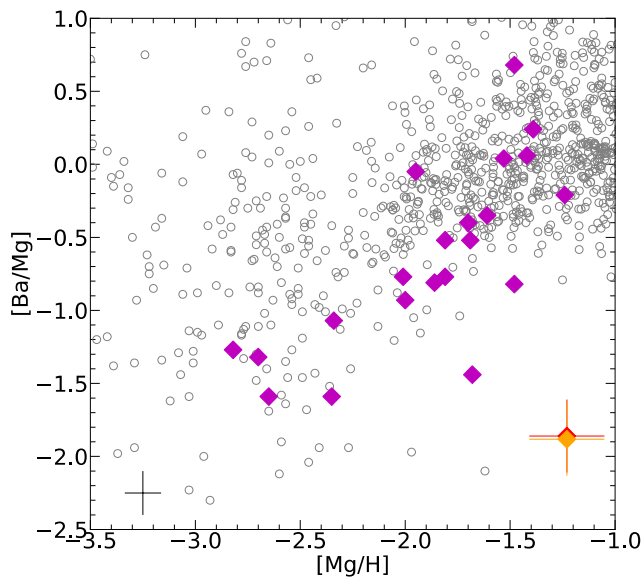
Враховуючи, що для Молочного Шляху це «коліно» відповідає значенням $\left[\frac{Fe}{H}\right] \sim -0.5$, можемо стверджувати, що ефективність зореутворення у карликовій галактиці є нижчою за цей показник у масивній Галактиці. Така закономірність була підтверджена і для інших карликових галактик.

Такий висновок для UMi узгоджується і з роботами інших авторів. Зокрема, Ural et al. (2015), провівши детальний спектральний аналіз високої роздільної здатності 3 зірок UMi зазначають, що функцію розподілу металічності в цій карликовій галактиці можна відтворити шляхом

залучення моделі хімічної еволюції, що включає тривале зореутворення (5 млрд років) з низькою ефективністю, із сильним впливом наднових типу Ia на хімічне збагачення газу. [38]

8.3. Вплив SNe II

Для аналізу впливу наднових з колапсом ядра на UMi було побудовано додатковий графік розподілу $[Ba/Mg]$ – $[Mg/H]$.



Фіг. 12. Простір $[Ba/Mg]$ проти $[Mg/H]$. UMi-1 позначена червоним (LTE) і помаранчевим (NLTE) ромбами. UMi зорі з літератури позначено пурпурними ромбами, сірі порожні кола – зорі гало MW з літератури. типова похибка вимірювання вмісту для зірок з літератури позначена сірим хрестом в куті [8]

Значення $[Ba/Mg]$ для UMi-1 виглядає суттєво нижчим, ніж для інших зірок-членів карликової галактики. Також для найвіддаленішої зірки системи характерними є нижчі значення $[Na/Mg]$ і $[Ca/Mg]$, порівняно із іншими зорями UMi та з зірками гало MW. Це може бути обумовлено впливом однієї чи небагатьох SNe II, що ніби «точково» забруднюють свої околиці (“one-shot” model (Frebel & Bromm 2012) [52]).

Для додаткової перевірки поширеність хімічних елементів в атмосфері UMi-1 була протестована моделлю хімічного збагачення від різноманітних типів наднових. При цьому найкращий збіг між спостережуваними даними і моделлю було зафіксовано при залученні низькомасивної тьмяної наднової з колапсом ядра ($\sim 30 M_{\odot}$). Ця модель також добре відтворює відношення $[Ba/Mg]$ для UMi-1 (детальніше у [8]).

8.4. Вплив AGB

За графіком $[Ba/Mg] - [Mg/H]$ видно, що до рівня $\left[\frac{Mg}{H}\right] \sim -2.1$ розподіл значень демонструє невеликий розкид, тоді як зі зростанням $\left[\frac{Mg}{H}\right]$ його розкид збільшується до більше ніж 3σ . Це може бути пояснене тим, що до зазначеного рівня Ba синтезується шляхом r-процесу, а після – додається внесок s-процесу від зірок асимптотичної гілки гігантів (AGB).

8.5. Можливий сценарій хемодинамічної еволюції

Попередні дослідження інших авторів показали, що UMi містить дві популяції зірок з різкими відмінностями в хімічних, кінематичних та просторових властивостях. Перша – кінематично холодна ($\sigma_v = 4.8_{-1.0}^{+0.8}$ км/с), більш металовмісна ($\left[\frac{Fe}{H}\right] = -2.05 \pm 0.03$) і сконцентрована в центрі ($R_h = 221_{-17}^{+17}$ пк), тоді як друга – кінематично гаряча ($\sigma_v = 11.5_{-1.8}^{+0.9}$ км/с), більш металодефіцитна ($\left[\frac{Fe}{H}\right] = -2.29_{-0.06}^{+0.05}$), і розширена ($R_h = 374_{-37}^{+49}$ пк) [49]. Автори обговорюють пізнє злиття UMi з іншою карликовою галактикою як можливу причину наявності зазначених двох популяцій.

На основі проведеного в даній роботі аналізу було сформовано альтернативний сценарій хемодинамічної еволюції галактики Мала Ведмедиця.

Проаналізувавши хімічні властивості зірок UMi, було встановлено, що вони демонструють однорідність хімічного вмісту для різних значень металічності. Ць, імовірно, вказує на їхню спільну історію зореутворення в межах UMi, тобто без залучення процесів злиття з іншими системами.

Інші дослідження продемонстрували, що багато карликових галактик Місцевої групи мають додатні градієнти $B - V$ і, відповідно, додатні градієнти віку: тобто, у внутрішніх частинах переважає молода популяція зірок, а в зовнішніх - стара. Це може бути свідченням сценарію зоряного та галактичного формування «зовні всередину». [50]

За такого сценарію зореутворення «зовні-всередину» в межах однієї системи нелінійний градієнт металічності U_{Mi} може бути пояснений тим, що коли відносно молоді зірки населяли центр галактики, свій внесок у хімічне збагачення системи почали робити наднові типу Ia. Внесок SN Ia може пояснити зростання металічності в центрі галактики.

Для більш точної реконструкції еволюції U_{Mi} , необхідні додаткові дослідження зі спектроскопією високої роздільної здатності зірок-членів галактики.

IV. ВИСНОВКИ

У результаті дослідження було підтверджено належність нових 5 зірок до карликової галактики Мала Ведмедиця (Ursa Minor (U_{Mi})) шляхом вимірювання їх радіальних швидкостей та металічностей. При цьому було визначено, що хімічні властивості зірки U_{Mi-1} , яка є найвіддаленішою серед відомих на цей момент членів системи, відповідають загальному розподілу хімічного складу інших членів U_{Mi} . У той же час для цієї зірки характерним є низькі значення $[Ca/Mg]$, $[Na/Mg]$ та $[Ba/Fe]$, порівняно з іншими зірками системи, що може бути інтерпретоване як вплив забруднення низькомасивною надновою з колапсом ядра (SNe II). Враховуючи хімічну сумісність U_{Mi-1} з іншими зірками карликової галактики, було висунуто припущення, що її віддаленню від центру системи могли сприяти вибухи наднових та припливні сили від Молочного Шляху.

Аналіз спектроскопічних даних високої роздільної здатності інших зірок UMi з літератури, а також потенційних її членів, визначених за баєсовим алгоритмом з каталогу APOGEE DR17, продемонстрував наявність характерного коліна на графіку розподілу $\left[\frac{\alpha}{Fe}\right] - \left[\frac{Fe}{H}\right]$ для значення $\left[\frac{Fe}{H}\right] \sim -2.1$. Це є доказом впливу на хімічну еволюцію даної системи наднової SN Ia. Крім того, за розподілом $\left[\frac{Ba}{Mg}\right] - \left[\frac{Mg}{H}\right]$ було виявлено вплив AGB зірок на забруднення зірок UMi.

За результатами аналізу було запропоновано модель хемодинамічної еволюції карликової галактики Мала Ведмедиця, що пояснює наявність двох популяцій зірок у системі без залучення процесів злиття з іншими карликами. За запропонованим сценарієм, градієнт металічності і віку зірок може бути пояснений зореутворенням у галактиці «зовні всередину» із процесами хімічного збагачення відносно молодих зірок в центрі галактики надновими типу Ia.

Як перспективу на майбутнє, слід зазначити, що на телескопі Gemini South невдовзі запрацює оптичний спектрограф високої роздільної здатності Gemini. Він охоплюватиме ширшу спектральну область, ніж GRACES, особливо в синьому діапазоні, де виявлено багато спектральних ліній важких елементів. Разом із супутником Gaia та потужним байєсівським алгоритмом вибору зірок можна буде відкрити безліч нових членів у центрі та на крайніх околицях цієї та багатьох інших карликових галактик для вивчення їхніх історій зореутворення. Це стане суттєвим просуненням для детального вивчення систем з низькою масою, а також для спостережних і теоретичних космологічних досліджень ближнього космосу. [8]

V. СПИСОК ВИКОРИСТАНИХ ДЖЕРЕЛ

1. Boundary Conditions for Galaxy Formation. – Електронний ресурс [Доступ за посиланням]: <https://ned.ipac.caltech.edu/level5/Sept05/Gawiser/Gawiser1.html>].
2. Chiti A. et al. An extended halo around an ancient dwarf galaxy. - *Nature Astronomy*, 5 (2021), 392
3. McConnachie A. W., Venn K. A. Updated proper motions for Local Group dwarf galaxies using Gaia Early Data Release 3. – *AJ*, 2020a, 160, 124
4. Jensen J., McConnachie A. - 2023, in prep.
5. Waller F., Venn K., Sestito F., Jensen J., KIELTY C., Hayes C., McConnachie A., Navarro J., 2022. The Cosmic Hunt for Members in the Outskirts of Ultra Faint Dwarf Galaxies: Ursa Major I, Coma Berenices, and Boötes I. - arXiv e-prints, rXiv:2208.07948
6. Frebel A., Norris J. E. Metal-Poor Stars and The Chemical Enrichment of the Universe. – textbook “Planets, Stars and Stellar Systems”, by Springer, V. 5 (2011).
7. G. Matijevic et al. Very Metal-Poor Stars Observed By the Rave Survey. – *Astronomy&Astrophysics*, V.603 (2017) A19
8. Sestito F., Zarella D., Venn K. et al. The extended "stellar halo" of the Ursa Minor dwarf galaxy . – *MNRAS*, прийнято до друку
9. Radial Velocity With Gaia. - Електронний ресурс [Доступ за посиланням]: <https://sci.esa.int/web/gaia/-/31367-radial-velocity>
10. Starkenburg E. et al. The Pristine survey – I. Mining the Galaxy for the most metal-poor stars. - *MNRAS*, 2017, 471, 2587
11. Beers C. T., Christlieb N., The Discovery and Analysis of Very Metal-Poor Stars in the Galaxy. - *Annu. Rev. Astron. Astrophys.* 2005. 43:531–80
12. Freeman K., Bland-Hawthorn J. The New Galaxy: Signatures of its Formation. - arXiv:astro-ph/0208106v1 6 Aug 2002

13. Venn K. et al. Pristine IX: CFHT ESPaDOnS Spectroscopic Analysis of 115 Bright Metal-Poor Candidate Stars. – MNRAS 1-19 (2019) - arXiv:1910.06340v1 [astro-ph.SR] 14 Oct 2019
14. Jhon Yana Galarza, Jorge Meléndez, Amanda I. Karakas, Martin Asplund, Diego Lorenzo-Oliveira. Explosive nucleosynthesis of a metal-deficient star as the source of a distinct odd-even effect in the solar twin HIP 11915 . - arXiv:2101.10182v1 [astro-ph.SR] 25 Jan 2021
15. Chemistry Europe Encyclopedia. - Электронный ресурс [Доступ за посыланием]: <https://www.chemeurope.com/en/encyclopedia/>
16. Annu. Rev. Astron. Astrophys - 2009, 47: 371-425
17. Battistini C., Bensby T. The origin and evolution of the odd-Z iron-peak elements Sc, V, Mn, and Co in the Milky Way stellar disk. - A&A 577, A9 (2015)
18. Chiaki Kobayashi, Amanda I. Karakas, and Maria Lugaro. The Origin of Elements from Carbon to Uranium . - The Astrophysical Journal, 900:179 (33pp), 2020 September 10
19. J. J. Grimmett, Amanda I. Karakas, Alexander Heger, Bernhard Müller, Christopher West. The chemical evolution of iron-peak elements with hypernovae. - MNRAS 496, 4987–5001 (2020)
20. Sean G. Ryan and Andrew J. Norton. Stellar evolution and Nucleosynthesis. – Cambridge University Press, 2010, p. 141.
21. Spina L. et al. The temporal evolution of neutron-capture elements in the Galactic disk. - MNRAS 474, 2580–2593 (2018)
22. McConnachie A. W., Venn K. A. Updated proper motions for Local Group dwarf galaxies using Gaia Early Data Release 3. - AJ, 2020a, 160, 124
23. Martioli E. et al. Open source Pipeline for ESPaDOnS Reduction and Analysis. - SPIEDigitalLibrary.org/conference-proceedings-of-spie

24. Kielty C. L. et al. The Pristine survey – XII. Gemini-GRACES chemodynamical study of newly discovered extremely metal-poor stars in the Galax. - MNRAS, 2021, 506, 1438
25. J. I. González Hernández¹, P. Bonifacio. A new implementation of the infrared flux method using the 2MASS catalogue. - A&A, 497, 497–509 (2009)
26. Department of Astronomy Vienna University – Models of Stellar Atmospheres, 2007 - Электронный ресурс [Доступ за посыланням]: <https://asap.univie.ac.at>
27. MARCS Model Atmospheres. - Электронный ресурс [Доступ за посыланням]: <https://marcs.astro.uu.se/>
28. Sesito F. et al. Stars on the edge: Galactic tides and the outskirts of the Sculptor dwarf spheroidal. – arXiv:2304.13048v2 [astro-ph.GA] 9 May 2023
29. V. Placco. Linemake: An Atomic and Molecular Line List Generator. - Research Notes of the AAS 5(4):92
30. NIST Atomic Spectra Database Linelist. - Электронный ресурс [Доступ за посыланням]: https://physics.nist.gov/PhysRefData/ASD/lines_form.html
31. INSPECT project .A database for Interactive NLTE Spectroscopy of late-type stars. - Электронный ресурс [Доступ за посыланням]: <http://inspect-stars.com>
32. Spectrum Tools. NLTE abundance correction. - Электронный ресурс [Доступ за посыланням]: https://nlte.mpia.de/gui-siuAC_secE.php
33. Mashonkina & Belyaev. Even-to-Odd Barium Isotope Ratio in Selected Galactic Halo Stars. - arXiv:1906.10600 [astro-ph.SR]
34. Shetrone M., Cote P., Sargent W.L.W. Abundance Patterns in the Draco, Sextans, and Ursa Minor Dwarf Spheroidal Galaxies. - The Astrophysical Journal, 548:592–608, 2001 February 20

35. Sadakane K. et al. Subaru/HDS Abundances in Three Giant Stars in the Ursa Minor Dwarf Spheroidal Galaxy. - arXiv:astro-ph/0411332v1 12 Nov 2004
36. Kirby N. Evan, Cohen G. Judith. Detailed Abundances of Two Very-Metal-Poor Stars in Dwarf Galaxies. - *The Astronomical Journal*, 144:168 (17pp), 2012 December
37. Cohen G. J., Huang W. The Chemical Evolution of the Ursa Minor Spheroidal Galaxy. - *The Astrophysical Journal*, 719:931–949, 2010 August 10
38. Ural U. et al. An inefficient dwarf: chemical abundances and the evolution of the Ursa Minor dwarf spheroidal galaxy. - *MNRAS* 449, 761–770 (2015)
39. Aoki W. et al. High-Resolution Spectroscopy Of Extremely Metal-Poor Stars From Sdss/Segue. I. Atmospheric Parameters And Chemical Compositions - *AJ*, 2013, 145, 13
40. Yong D. et al. The Most Metal-Poor Stars. Iii. The Metallicity Distribution Function And Carbon-Enhanced Metal-Poor Fraction. - *ApJ*, 2013, 762, 26
41. Buder S. et al. The GALAH+ survey: Third data release. - *MNRAS* , 2021, 506, 150
42. Starkenburg E. et al. The NIR Ca II triplet at low metallicity. Searching for extremely low-metallicity stars in classical dwarf galaxies. - *A&A* 513, A34 (2010)
43. Riello M. et al. Gaia Early Data Release 3. Photometric content and validation. - *A&A* 649, A3 (2021)
44. Cudworth K.M., Olszewski E.W., Schommer R.A. Proper Motions And Bright-Star Photometry in the Ursa Minor Dwarf Galaxy. – *The Astronomical Journal*, V. 92, N. 4, October 1986.
45. Spencer M. E., Mateo M., Olszewski E. W., Walker M. G., McConnachie A. W., Kirby E. N., 2018, *AJ*, 156, 257

46. Pace A. B. et al., 2020, MNRAS, 495, 3022
47. SDSS Data Release 17. - Электронный ресурс [Доступ за посыланьям]:
<https://www.sdss4.org/dr17/>
48. GALAH DR3 Main Catalogues. - Электронный ресурс [Доступ за посыланьям]: https://www.galah-survey.org/dr3/the_catalogues/
49. Andrew B. Pace et al. Multiple Chemodynamic Stellar Populations of the Ursa Minor Dwarf Spheroidal Galaxy. - arXiv:2002.09503v2 [astro-ph.GA] 19 May 2020
50. Robles-Valdez F., Carigi L., Peimbert M. Outside-in stellar formation in the spiral galaxy M33? – MNRAS 429, 2351–2360 (2013)
51. Tolstoy E. Abundance and Kinematics from High-Resolution Spectroscopic Surveys. – material prepared for the Third Chilean Advanced School of Astrophysics. Электронне джерело [Доступ за посыланьям]: <https://www.astro.rug.nl/~etolstoy/chile/etolstoy3.pdf>
52. Frebel. A, Bromm V. Chemical signatures of the First Galaxies: Criteria for One-Shot Enrichment. - The Astrophysical Journal, 759:115 (8pp), 2012 November 10

VI. ДОДАТКИ

Довжина хвилі	Вид атому	$A(Fe)_{synth}$	Похибка	EW, (mÅ)	$A(Fe)_{EW}$
5232.94	26.0	5.44	0.525	169.00	5.87
5242.491	26.0	5.69	0.3	80.00	5.84
5266.555	26.0	5.54	0.375	128.00	5.56
5283.621	26.0	5.54	0.325	150.00	6.20
5339.929	26.0	5.64	0.425	100.00	5.50
5341.024	26.0	5.24	0.475	155.00	5.64
5371.489	26.0	5.34	0.425	220.00	5.40
5383.369	26.0	5.24	0.2	111.00	5.87
5397.128	26.0	5.19	0.35	198.00	5.39
5434.524	26.0	5.19	0.5	192.00	5.57
5501.465	26.0	5.34	0.225	140.00	5.55
5506.779	26.0	5.39	0.225	182.00	6.02

5576.089	26.0	5.54	0.15	74.00	5.59
6065.482	26.0	5.39	0.175	114.00	5.66
6136.615	26.0	5.19	0.15	129.00	5.57
6173.334	26.0	5.59	0.15	69.00	5.79
6219.28	26.0	5.54	0.15	95.00	5.71
6230.722	26.0	5.14	0.15	137.00	5.69
6252.555	26.0	5.34	0.15	119.50	5.61
6254.257	26.0	5.64	0.15	91.00	5.73
6265.134	26.0	5.54	0.1	99.00	5.83
6322.685	26.0	5.59	0.125	57.00	5.63
6358.697	26.0	5.54	0.1	92.00	5.90
6393.6	26.0	5.29	0.15	151.00	6.05
6421.35	26.0	5.19	0.1	100.60	5.44
6430.846	26.0	5.24	0.1	115.00	5.47

6494.98	26.0	5.04	0.15	141.00	5.49
6546.238	26.0	5.29	0.125	101.00	5.69
6592.913	26.0	5.39	0.1	109.00	5.72
Average		5.40			5.64
std		0.178			0.150
[Fe I/H]		-2.12 +/- 0.05 29 ліній			-1.85 +/- 0.03 26 ліній
5534.839	26.1	5.74	0.15	-	-
6456.381	26.1	5.54	0.1	-	-
6516.077	26.1	5.34	0.15	-	-
Average		5.54			
std		0.163			
[Fe II/H]		-1.96 +/- 0.11 3 лінії			

[Fe/H]		-2.09 +/- 0.09		-1.85
--------	--	----------------	--	-------

Табл.6. Вимірювання [Fe/H] UMi-1. Порівняння значень вмісту Fe, отриманих шляхом застосування методу синтетичної підгонки ($A(Fe)_{synth}$) та методу вимірювання еквівалентної ширини ($A(Fe)_{EW}$). Три лінії із зависоким вмістом, виміряним методом EW, були відкинуті. При застосуванні методу синтетичної підгонки було використано 29 ліній Fe I та 3 лінії Fe II, для вимірювання еквівалентної ширини доступними виявилися лише лінії Fe I. Із урахуванням відкинутих трьох, їх кількість становила 26.

	H_{α}	H_{β}	Mg	Na	Ca	$v_{r_{середнє}}$ (км/с)	похибка
UMi - 1	-256.90	-256.86	885.29	-256.23	-257.67	-256.91	0.51
UMi - 2	-267.45	-265.07	-265.53	-266.40	-261.83	-265.26	1.89
UMi - 3	-216.95	1807.53	3342.86	-220.61	-206.03	-214.53	6.19
UMi - 4	-245.12	-248.79	-243.28	-245.28	-245.66	-245.63	1.78
UMi - 5	-248.92	-1782.55	-2637.53	-786.60	-245.67	-247.29	1.63

Табл 7. Вимірювання радіальної швидкості п'яти досліджуваних зірок за доплерівським зсувом ліній поглинання елементів. Виділені червоним значення не враховувались при обрахунку середньої швидкості та похибки.