

Міністерство освіти і науки України
Одеський національний університет імені І. І. Мечникова

О. О. Панько

Основи астрофізики

Методичні рекомендації щодо виконання
завдань для самостійної роботи

Одеса 2018

Основи астрофізики. Методичні рекомендації щодо виконання завдань для самостійної роботи. – Одеса. – 2018

Рецензенти:

- Андрієвський С. М., доктор фізико-математичних наук, професор, директор НДІ «Астрономічна обсерваторія» Одеського національного університету імені І. І. Мечникова;
- Марсакова В. І., кандидат фізико-математичних наук, доцент, доцент кафедри теоретичної фізики та астрономії Одеського національного університету імені І. І. Мечникова.

Методичні рекомендації щодо виконання завдань для самостійної роботи розраховано на студентів фізико-математичного напрямку підготовки вищих педагогічних навчальних закладів, а також вчителів загальноосвітніх шкіл та учнів, які займаються поглибленим вивченням астрономії. Методичні рекомендації розроблено з урахуванням структури навчальної програми курсу «Загальна астрономія». Для кожного завдання для самостійної роботи сформульовано мету роботи, наведено необхідні теоретичні відомості та контрольні запитання. Більшість завдань розроблено автором методичних рекомендацій. Ілюстративний матеріал, який використовується для виконання завдань, отримано з відкритих джерел мережі Internet з відповідними посиланнями.

Друкується за рішенням
вченої ради факультету математики, фізики та
інформаційних технологій
Одеського національного університету
імені І. І. Мечникова;
протокол № 3 від 14 листопада 2017 р.

© О. О. Панько 2018

ПЕРЕДМОВА

Завдання до самостійної роботи «Основи астрофізики» створено до курсу «Загальна астрономія», що входить до освітньо-професійної/освітньо-наукової програми підготовки бакалавра напряму 104 – фізика та астрономія. Завдання дозволяють студентам ознайомитися із базовими уявленнями про характеристики та основні схеми телескопів, оцінювати можливість проведення обраного методу спостережень за допомогою того чи іншого астрономічного обладнання, навчитися визначати фізичні характеристики зір та галактик, використовуючи спостережний матеріал. Для студентів, що далі обирають спеціалізацію «астрономія», Завдання до самостійної роботи «Основи астрофізики» є практичною основою для засвоєння курсів «Астрофізика» та «Прибори та методи астрофізики». «Позагалактична астрономія»

Відповідно до начальних програм та планів половина часу, що призначений на засвоєння матеріалу курсу, припадає саме на самостійну роботу студента. Разом з тим особливості викладання дисциплін астрономічного циклу потребують зворотного зв'язку між викладачем та студентом. Регулярне та своєчасне виконання завдань для самостійної роботи, які пропонуються у методичних рекомендаціях, дозволяють не тільки засвоїти основні уявлення зорне небо та небесну сферу, але ще й робити це на підставі спеціально відібраного спостережного матеріалу.

Завдання для самостійної роботи розташовано у методичних рекомендаціях відповідно до лекційного матеріалу, але без жорсткої прив'язки до кожної лекції. Завдання виконуються послідовно. Всі необхідні для роботи довідкові відомості наведено у тексті. Для кожного завдання на початку сформульовано ціль роботи та наведено теоретичні відомості, після яких сформульовано контрольні запитання. Власне у завданнях для виконання студенти мають можливість застосовувати теоретичні знання. Відповіді для завдань не приводяться.

Значна частина завдань виконується з використанням комп'ютерів, тому й самі методичні рекомендації призначені у першу чергу для використання як електронний ресурс. В ході виконання завдань формуються вміння, навички та компетенції відповідно до вимог програми підготовки бакалаврів. Якість виконання завдань студент може оцінити під час консультації з викладачем.

ЗАВДАННЯ ДЛЯ САМОСТІЙНОЇ РОБОТИ № 1

ТЕЛЕСКОПИ, ОСНОВНІ ХАРАКТЕРИСТИКИ ТА ОПТИЧНІ СХЕМИ

Завдання: ознайомитися із основними схемами оптичних телескопів. Навчитися визначати характеристики телескопів та оцінювати можливості проведення спостережень для обраних об'єктів.

ЗАГАЛЬНІ ВІДОМОСТІ

Увага! При будь-яких роботах з телескопом вдень не можна дивитися у нього на Сонце – це вже найкоротший шлях до сліпоти! Це правило треба пам'ятати. Для спостережень Сонця використовується спеціальний світлофільтр з пропусканням меншим, ніж 5% сонячного світла, або, що безпечніше – сонячний екран, на який проектується зображення Сонця. На Сонце невеликий телескоп без автоматичного управління наводиться по тіні.

Вважається, що телескоп – оптична система, в якій довгофокусний об'єктив з короткофокусним окуляром створюю збільшене зображення віддалених об'єктів, був винайдений на початку XVII століття Гансом Ліпперсгеєм, Захарієм Янсенем та Джейкобом Метьюсом. З часів Галілео Галілея телескоп є основним астрономічним інструментом. У 20-му сторіччі астрономія стала всехвильовою, проте спостереження з поверхні Землі можна проводити тільки в оптичному та радіо-вікнах.

Термін «телескоп» використовується для будь-якого астрономічного приладу, що призначений для збору електромагнітного випромінювання та/або збільшенню кута, під яким можна бачити небесний об'єкт. Телескопами також називають прилади для збору та реєстрації черенковського випромінювання від космічних променів, нейтрино та гравітаційних хвиль.

Телескопи для спостережень електромагнітних хвиль невидимих для людського ока, називають з додаванням діапазону хвиль, в якому вони працюють – інфрачервоні, ультрафіолетові, рентгенівські, гамма- і радіотелескопи. Телескопи для спостережень у видимій оком частини електромагнітного спектра, називають телескопами без додавання слова оптичний.

Оптичні телескопи нашого часу розділяють на три типи:

- телескопи-рефрактори (лінзові);
- телескопи-рефлектори (дзеркальні);
- катадіоптричні системи (дзеркально-лінзові).

Катадіоптричні системи, до яких належать телескопи систем Максутова та Шмідта, об'єднують переваги лінзових та дзеркальних телескопів.

Проблеми при використанні телескопу пов'язані з хвильовою природою світла. Вже перші спроби астрономічних спостережень показали що найпростіші оптичні схеми обтяжені аберациями, внаслідок чого зображення втрачають чіткість і не точно відповідають зображуванню об'єктам.

Хвильова природа світла є причиною того, що точкове джерело після проходження навіть ідеальної оптичної системи відтворюється як дифракційна картина. Теорія дифракції дає кутовий розмір першого дифракційного максимуму (рис. 1.1):

$$2\rho(\text{rad}) = 1.22 \frac{\lambda}{D}, \quad 1.1$$

де 2ρ – діаметр головного зображення;
 λ – робоча довжина хвилі;
 D – діаметр вхідного отвору (апертура телескопу).

Робочою називають довжину хвилі, на яку оптична система з конкретним приймачем випромінювання дає найбільшу реакцію. Для телескопа у комбінації з оком такою довжиною хвилі в буде $\lambda = 550 \text{ нм}$ (зелене світло).

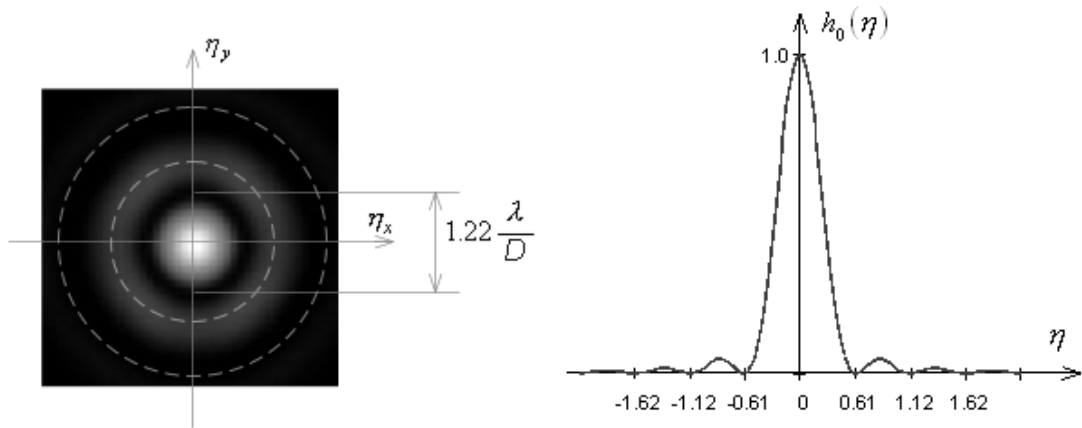


Рис. 1.1. Дифракція світла на круглому отворі. Зображення у фокальній площині (ліворуч) та відповідний розподіл енергії

В астрономії кружок найменшого діаметру також називають диском Ері (Ейрі). Аберації оптичних систем спотворюють хвильовий фронт, та зображення точки стає більшим за диск Ері. Комбінуючи різні сорти скла у лінзових телескопах або прозорі та скляні елементи, можна істотно зменшити аберації. Вважається, що аберацию скомпенсовано, якщо відхилення хвильового фронту від ідеального менше за $1/4 \lambda$ – критерій Релея для хвильового фронту. У цьому випадку розмір зображення точки буде дорівнювати диску Ері. Для оптичних поверхонь критерій Релея жорсткіший: $1/8 \lambda$ для звичайних поверхонь та $1/16 \lambda$ для складних оптичних систем.

У лінзових об'єктивів у першу чергу виправляють *хроматичну аберацию*. Промені різних кольорів завдяки залежності показника заломлення від довжини хвилі фокусуються на різних відстанях від оптичного центра об'єктива (рис 1.2). Об'єктив, в якому скомпенсовано цей недолік, називається *ахроматом*.

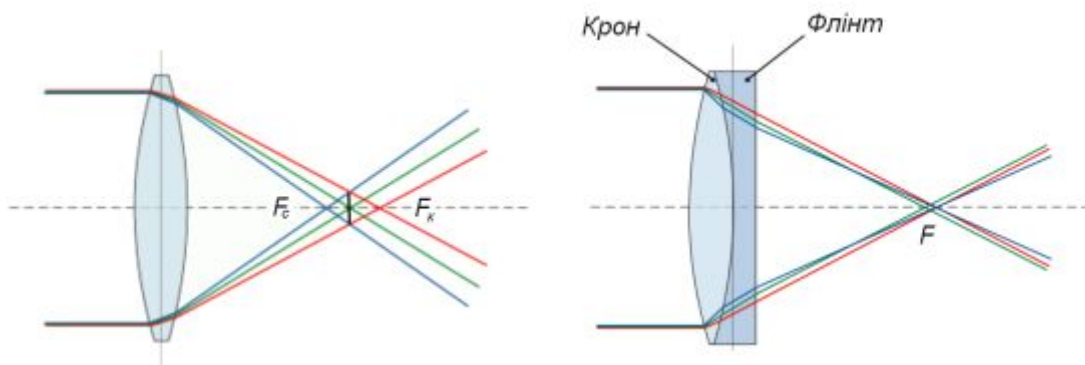


Рис. 1.2. Схема хроматичної аберації (ліворуч) та дволінзового ахромату

Найпростіший ахромат складається з двох лінз (наприклад, крону та флінту) з різними залежностями показниками заломлення від довжини хвилі. До того ж, не можна звести в єдиний фокус всі промені діапазону, тому ахромати розраховують для деякої ділянки спектра. Для візуальних спостережень зводиться до спільного фокусу ділянка від червоного до зеленого, тому що в умовах низької освітленості чутливість ока до голубих та синіх променів істотно падає.

Інші види аберацій є як у лінзових, так и у дзеркальних телескопів. Це:

- сферична аберація, коли промені незалежно від довжини хвилі, фокусуються на різних відстанях від оптичного центра об'єктива (рис 1.3);
- кома (від латинського *coma* – волосся), тому що спотворені комою зображення зір у фокальній площині на віддаленні від головної оптичної осі нагадують зображення комети (рис 1.4);

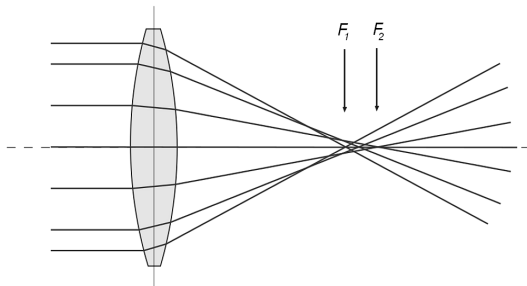


Рис. 1.3. Сферична аберація, $F_1 \neq F_2$

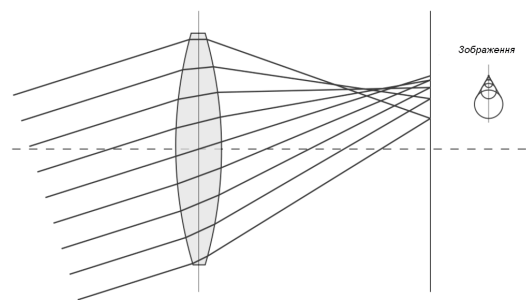


Рис. 1.4. Кома та її вплив на зображення

- астигматизм, коли вигляд зображення змінюється при переміщенні приймача випромінювання вдовж оптичної осі; зазвичай астигматизм супроводжується кривиною поля, тобто фокальна поверхня не є площиною;
- дисторсія спотворює геометричне відображення поля зору у фокальній площині: подушкоподібна додатна дисторсія прямокутну тестову сітку перетворює у гостру кутову форму, бочкова від'ємна дисторсія діє навпаки (рис. 1.5).

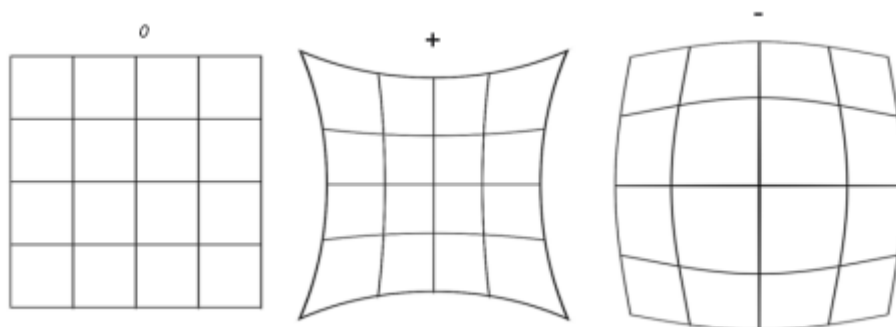


Рис. 1.5. Тестова прямокутна сітка (нульова дисторсія), подушкоподібна та бочкова дисторсія

Наявність аберацій вимушує розробляти та використовувати різні оптичні схеми, які дозволяють отримати якісні зображення зоряного неба та окремих небесних об'єктів.

Основні оптичні схеми та характеристики телескопів

Серед доступних телескопів у теперішній час найчастіше зустрічаються двохлінзові ахромати з набором об'єктивів, або дзеркальні телескопи з корекційною платівкою за схемою Шмідта. Але основні характеристики телескопа визначаються незалежно від оптичної схеми. До таких характеристик належать: збільшення, роздільна здатність, проникна сила – у випадку реєстрації тільки одного об'єкта оком або фотометром, та, додатково, масштаб та розмір поля зору при панорамних роботах з ПЗЗ приймачем.

Збільшенням називається відношення кута між двома точками у просторі зображень до кута у реальному просторі. Найпростіше це можна показати на схемі рефрактора (рис. 1.6).

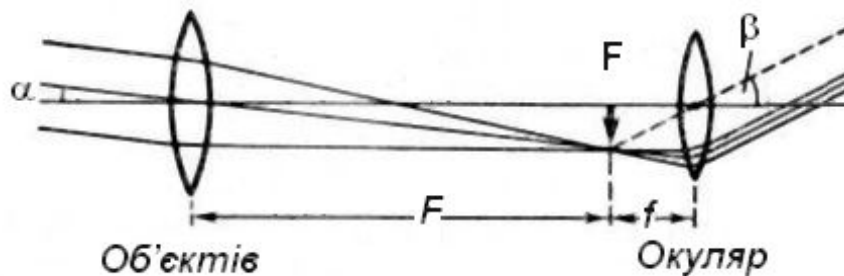


Рис. 1.6. Хід променів у рефракторі

Для простоти об'єктив та окуляр представляємо як збираючі оптичні системи. Довгофокусний об'єктив з фокальною відстанню F та короткофокусний окуляр з фокальною відстанню f розташовані так, що їхні оптичні осі продовжують одна одну, а передній фокус окуляра співпадає заднім фокусом об'єктива. У такому випадку ми можемо користуватися законами геометричної оптики. Дві зорі на небі розташовані та кутовій відстані α . Відстань до зір набагато більша за діаметр об'єктива, тобто ми можемо вважати, що від обох зір надходять паралельні пучки променів.

Нехай перша із зір знаходиться у центрі поля зору. Її зображення буде заходитися на головній оптичній осі. У фокальній площині об'єктива зображення другої зорі буде знаходитися в якомусь місці (на рис. 1.6 на нього вказує стрілка). Якщо ми розглядатимемо це зображення в окуляр, то побачимо зорі на відстані β і збільшення телескопу буде:

$$\Gamma = \frac{\beta}{\alpha} \quad 1.2$$

З рис. 1.6 ясно, що, оскільки для малих кутів тангенс кута дорівнює його синусу та самому куту у радіанній мірі, то формула 1.2 перетворюється на

$$\Gamma = \frac{F}{f} \quad 1.3$$

Якщо направити телескоп на світле небо (в жодному разі не на Сонце!) або будь-який світлий фон, за окуляром знайдеться місце, в якому окуляр створить чітке зображення вхідного отвору телескопа, яке називається окулярним вікном. Легко довести, що діаметр окулярного вікна d менше за діаметр окуляра, та

$$\frac{D}{d} = \frac{F}{f}, \quad \Gamma = \frac{\beta}{\alpha} = \frac{F}{f} = \frac{D}{d} \quad 1.4$$

Це дозволяє дуже швидко оцінювати збільшення телескопа, навіть не знаючи фокусних відстаней. На практиці збільшення 200 разів та більше не використовується

– турбулентні рухи в атмосфері псують зображення. Мінімальне збільшення визначається діаметром окулярного вікна – воно не повинно бути більшим за розмір адаптованої до темряви зіниці ока (7 – 8 мм). Якщо окулярне вікно менше або дорівнює за розміром зіниці ока, все світло, що пройшло крізь об'єктив, попаде на сітчатку, та зображення буде максимально яскравим.

При роботі з візуальним телескопом фокусуєчий пристрій (кремальєра) дозволяє скомпенсувати далеко- або короткозорість.

Роздільна здатність телескопа визначається розміром зображення зорі у фокальній площині, тобто розміром диска Ері. *Роздільною здатністю* телескопа називають найменшу відстань між зорями, при якій їх можна побачити як окремі об'єкти (рис 1.7). Роздільну здатність прийнято вимірювати у кутових секундах. Якщо у формулі 1.1 врахувати довжину хвилі та перевести радіани у секунди, то роздільну здатність можна розрахувати:

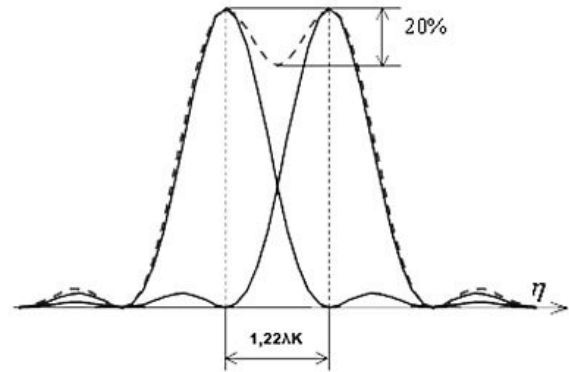


Рис. 1.6. Розподіл світла для двох зір рівного блиску та роздільна здатність

- для ока $\lambda = 550 \text{ нм}$, $\alpha'' = 140/D(\text{мм})$;
- для приймачів випромінювання, які працюють у синій ділянці спектра $\lambda = 440 \text{ нм}$, $\alpha'' = 110/D(\text{мм})$;
- для приймачів випромінювання, які працюють у червоній ділянці спектра $\lambda = 440 \text{ нм}$, $\alpha'' = 175/D(\text{мм})$.

Роздільна здатність, яку обчислюють за наведеними формулами, є ідеалізованою, тобто теоретично можливим значенням. У дійсності вона сильно залежить від стану атмосфери.

Проникну силу також найкраще оцінювати при реальних спостереженнях, тому що ідеальні формули дають надто оптимістичну оцінку. *Проникною силою* називають зоряну величину найслабкішої зорі, яку при найкращих атмосферних умовах можна побачити (або зареєструвати з іншим приймачем випромінювання) у зеніті. Для грубої оцінки для візуальних спостережень можна користуватися формулою:

$$m = 2^m \cdot 1 + 5 \lg D(\text{мм}) \quad 1.5$$

Обчислення за формулою 1.5 дають теоретично можливе значення для спостережень у ясну ніч, при відсутності на небі Місяця, у горах, тощо.

При роботі з панорамними приймачами випромінювання, коли у результаті отримуємо зображення ділянки неба, потрібно вміти визначати масштаб у фокальній площині телескопа, та яку за розміром ділянку неба можна отримати під час зйомки. У такому випадку окуляр не використовується, а приймач випромінювання розташовується у фокальній площині (рис. 1.7).

Телескоп, який працює за такою схемою, називається астрографом або астрокамерою. Очевидно, що зображення двох зір, які на небі знаходяться на кутовій відстані α , у фокальній площині будуть віддалені одна від одної на лінійну відстань l . З рис. 1.7 можна зв'язати ці величини через фокусну відстань телескопа:

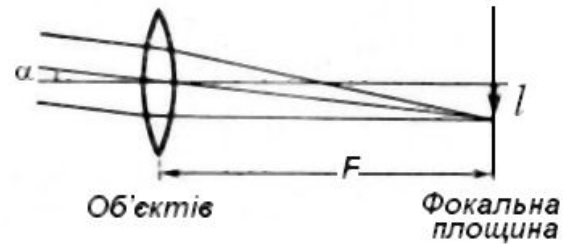


Рис. 1.7. До визначення масштабу астрографа

$$l = F \operatorname{tg} \alpha = F \frac{\alpha''}{205062''}. \quad 1.6$$

У формулі 1.6 враховано, що для малих кутів тангенс кута дорівнює його синусу та самому куту у радіанній мірі, а $206265''$ – це число кутових секунд в одному радіані. 1.6 можна перетворити на:

$$\frac{\alpha''}{l} = \frac{206265''}{F} = M. \quad 1.7$$

У формулі (1.7) l та α'' відносяться до конкретної пари зір, $206265''$ – константа, а фокусна відстань – характеристика телескопу. Масштаб M це ділянка неба у кутовій мірі, яка відповідає одній лінійній одиниці у фокальній площині астрографа. Масштаб вказують у кутових секундах на міліметр, у кутових хвилинах або градусах на сантиметр. Розмір кадру визначається за розміром світлочутливого елемента приймача випромінювання.

Оптичні схеми дзеркальних та катадіоптричних телескопів

Використання дзеркальних телескопів почалося з першого рефлектора, створеного Ісааком Ньютоном. Природним чином при шліфуванні виникає сферична поверхня дзеркала. Промені збігаються у фокусі головного дзеркала, та цей фокус носить назву головного або первинного (рис. 1.8).

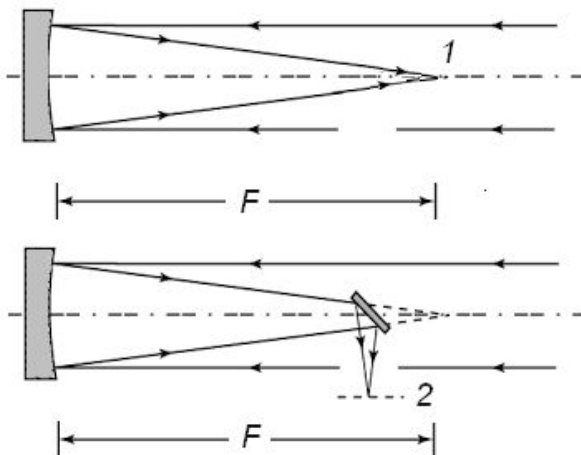


Рис. 1.8. Схеми головного фокуса 1 та фокуса Ньютона 2.

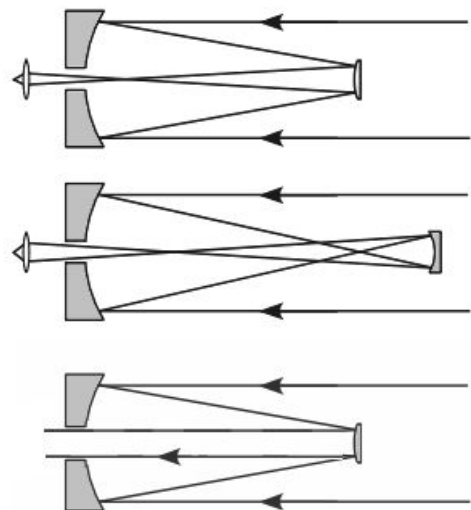


Рис. 1.9. Схеми Кассегрена, Грегорі та афокальна система Мерсенна

Перші телескопи Ньютона мали невеликі діаметри, й тому у схемі Ньютона використовується додаткове діагональне плоске дзеркало, яке виводить зображення за межі труби. Плоскі дзеркала використовують у різних схемах для зміни напрямку променів, але вони не впливають на фокальну відстань.

Введення у схему додаткових дзеркал, з додатною або від'ємною кривизою спричиняє зміну фокусної відстані. Найчастіше у складній схемі фокусна відстань збільшена при незмінній довжині труби телескопу. У схемі Кассегрена додаткове вторинне опукле дзеркало встановлено перед головним фокусом, а фокальна площина розташована на головному дзеркалом (рис. 1.9).

Схема Грегорі також збільшує фокальну відстань, але увігнуте вторинне дзеркало встановлюється за головним фокусом. Афокальна схема Мерсенна відтворює паралельність променів та використовується як вхідна оптика у спектральних спостереженнях.

Фокальну відстань складної системи називають *еквівалентною*, тобто це є фокальна відстань телескопа, який дає таке саме збільшення або має той самий масштаб, як і складна схема.

У катадіоптричних системах вдається позбавитися майже всіх аберацій завдяки використанню меніска (схема Максутова) або корекційної платівки складної форми (схема Шмідта). Остання схема виявилася найбільш технологічною, корекційна платівка, форма якої описується рівнянням 4-го степеня, виготовляється досить просто. Обидві схеми найчастіше представлено комбінацією Шмідт-Кассегрен або Максутов-Кассегрен, причому вторинне дзеркало є частиною зворотної сторони корекційного елемента.

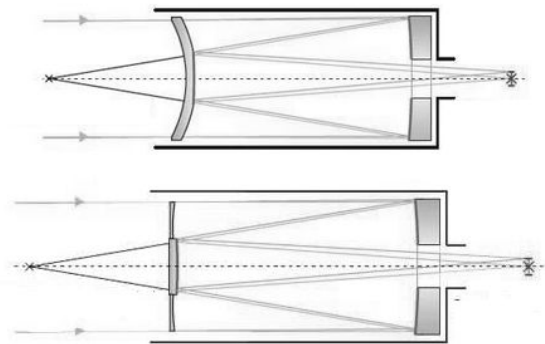


Рис. 1.10. Катадіоптричні схеми Максутов-Кассегрена та Шмідт-Кассегрен

Роздільна здатність для обох схем визначається не діаметром головного дзеркала, а дещо меншим діаметром корекційного елемента. Це пов'язано з тим, що і меніск, і корекційна платівка перетворюють паралельний пучок променів на такий, що розходить (рис 1.10).

Для роботи телескопи встановлюються на спеціальні штативи. Телескопи невеликих розмірів розміщують на так званому паралактичному штативі, в якого одна вісь - годинна (полярна), спрямована на полюс світу. При повороті відносно годинної осі змінюється часовий кут ділянки неба, на яку спрямовано телескоп. Годинниковий механізм (механічний або електричний) обертає телескоп зі швидкістю один оберт за зоряну добу, компенсуючи добове обертання неба. Інша вісь – вісь схилень, лежить у площині небесного екватору. Для наведення такого телескопу на небесний об'єкт потрібні координати першої екваторіальної системи.

Сучасні великі телескопи можуть бути встановлені на альт-азимутальному штативі (відповідає горизонтальній системі координат). Рухом таких телескопів керує комп'ютер.

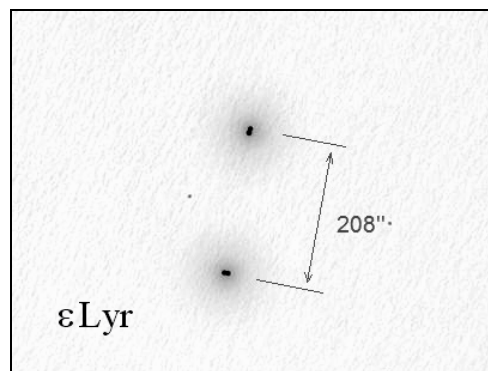
КОНТРОЛЬНІ ПИТАННЯ

1. Чи можна наводити телескоп на Сонце для візуальних спостережень?
2. Яка аберация зустрічається тільки у рефракторів?
3. Які характеристики телескопа залежать від фокальної відстані?

4. Які характеристики телескопа залежать від діаметра вхідного отвору?
5. Чому у схемах Максутова та Шмідта роздільна здатність визначається за діаметром корекційного елемента?
6. Як впливає на зображення сферична аберация?
7. Чому одна з абераций називається комою?
8. Що таке збільшення телескопа? Як його можна швидко виміряти? Як його можна обчислити?
9. Нарисуйте основні оптичні схеми телескопів.

ЗАВДАННЯ ДЛЯ САМОСТІЙНОЇ РОБОТИ

1. В Інтернеті під час протистоянь Марса або Юпітера часто зустрічається фраза «Сьогодні можна побачити Юпітер розміром з Місяць!...» Кінець фразі «...якщо його спостерігати у телескоп» зазвичай, десь губиться. Яке збільшення телескопа потрібно використати, щоб Юпітер у протистоянні за кутовими розмірами зрівнявся з Місяцем (кутові розміри 30')? Які збільшення будуть потрібні для Марса у великому та далекому протистояннях?
2. Визначте діаметр телескопа, в який можна побачити північний ϵ^1 та південний ϵ^2 компоненти кратної системи ϵ Lyr? Всі чотири компоненти? Зорі системи ϵ^1 з зоряними величинами 4,7^m та 6,2^m, знаходяться на кутовій відстані 2,6"; зорі ϵ^2 з зоряними величинами 5,1^m і 5,5^m знаходяться на кутовій відстані 2,8". При якому збільшенні їх можна побачити? Роздільна здатність ока 1'.



3. Визначте характеристики деяких телескопів НДІ Астрономічна обсерваторія ОНУ імені І. І. Мечникова:
 - Історичний рефрактор фірми Кук та сини з об'єктивом діаметром 165 мм, що у теперішній час працює як екскурсійний телескоп. Обчисліть його роздільну здатність;
 - Телескоп АЗТ-8 (спостережна станція Маяки): діаметр головного дзеркала 457 мм, фокальна відстань 2030 мм, приймач випромінювання ПЗЗ матриця Sony ICX429ALL, робоча зона якої 795×596 пікселів (6,837×4,947 мм). Визначити: масштаб у кутових секундах на міліметр та на піксель; робоче поле, що відповідає розміру матриці, розмір зображення зорі на матриці у міліметрах та пікселях при використанні V та R світлофільтрів;
 - VNT (Вихорлацький Народний Телескоп) у теперішній час у межах договору про співпрацю встановлено у Вихорлацькій народній обсерваторії, Словаччина, з діаметром 1 м, створений за схемою річі-кретена ; визначити роздільну здатність та порівняти з роздільною здатністю АЗТ-8.

Інформація про телескопи миститься: <http://astro-observ-odessa0.1gb.ua/>

ЗАВДАННЯ ДЛЯ САМОСТІЙНОЇ РОБОТИ № 2

ВИДИМІ ТА АБСОЛЮТНІ ЗОРЯНІ ВЕЛИЧИНИ. ВИЗНАЧЕННЯ ВІДСТАНЕЙ ДО ЗІР. МОДУЛІ ВІДСТАНЕЙ

Завдання: ознайомитися із поняттями видима зоряна величина та абсолютна зоряна величина. Навчитися порівнювати потоки випромінювання від зір та відповідні зоряні величини. Засвоїти основні методи визначення відстаней до зір, поняття паралакса, одиниці відстаней до зір.

ЗАГАЛЬНІ ВІДОМОСТІ

Зоряна величина – безрозмірна величина, яку введено, щоб охарактеризувати, як око людини реагує на блиск небесного тіла (кількість світла, що надходить від нього). Відповідно до психофізіологічного закону Вебера – Фехнера, зоряна величина є логарифмічною мірою яскравості об'єкта. Позначається зоряна величина літерою m від англійського *magnitude*. Перше систематичне, але якісне визначення величини небесних об'єктів було виконано Гіппархом у II сторіччі до нашої ери. Він розподілив усі доступні неозброєному оку зорі на шість величин: найяскравіші він назвав зорями першої величини, найтьмяніші – шостої. Для проміжних величин вважалося, що, скажімо, зорі третьої величини настільки ж тьмяніші за зорі другої, наскільки вони яскравіші за зорі четвертої. Цей спосіб виміру блиску набув поширення завдяки зоряному каталогу Клавдія Птолемея Альмагесту. Оскільки оцінки блиску робилися просто оком, то зоряні величини отримали назву «видими». Вони застосовувалися в астрономії до середини 19 сторіччя.

Більш точні оцінки, до десяткових часток зоряних величин, почав використовувати Фрідріх Аргеландер. Він розробив простий метод візуальних оцінок блиску досліджуваної зорі в порівнянні з навколишніми постійними зорями (метод ступенів), який не втратив актуальності й досі. Остаточно до цифрового вигляду шкалу зоряних величин перетворив Норман Погсон у 1856 році. Він формально визначив, що зоря першої величини рівно у 100 разів яскравіша за зорю шостої величини. Оскільки відповідно до закону Вебера - Фехнера зміна освітленості в однакову кількість раз сприймається оком як зміна на однакову величину, то різниця в одну зоряну величину відповідає зміні інтенсивності світла в $\sqrt[5]{100} \approx 2.512$ (ірраціональне число, яке називають числом Погсона). Пізніше було прийнято за відзначенням, що

$$m_1 - m_2 = -2.5 \lg \frac{E_1}{E_2}, \quad (6.1)$$

де: m_1 та m_2 – зоряні величини об'єктів, E_1 та E_2 освітленості, що створюються ними. Знак «-» вказує на обернену шкалу: найяскравіші зорі мають меншу зоряну величину, ніж слабкіші.

Відповідно до формули (6.1) зоряну величину можна визначати з точністю до сотих та тисячних, а також ввести від'ємні зоряні величини.

Психофізичний закон Вебера – Фехнера – це емпіричний психофізіологічний закон, що пов'язує інтенсивність подразника з інтенсивністю реакції на нього живого організму. Його можна сформулювати наступним чином: інтенсивність реакції організму пропорційна логарифму інтенсивності подразника. Шкала зоряних величини об'єктів, яку було введено Гіппархом, саме тому є логарифмічною. Внаслідок цього закону для розрізнення яскравості двох джерел світла необхідно, щоб яскравість відрізнялася на приблизно на 0.01. Це значення залежить від загальної

освітленості та зменшується для невеликих потоків. Водночас для невеликих потоків око втрачає чутливість до кольорового зору.

В астрономії використовують два різні визначення зоряної величини: видима величина і абсолютна величина. Видима зоряна величина (m) – це блиск об'єкта, на нічному небі Землі, тоді як абсолютна величина (M) відповідає блиску об'єкта, якби він знаходився на стандартному віддаленні від спостерігача. За стандартну відстань було обрано 10 парсеків для зір та 1 астрономічну одиницю для планет і малих тіл Сонячної системи.

Якщо зоря знаходиться на відстані r парсек, що відповідає паралаксу π у кутових секундах, то із формулі (6.1) можна дістати:

$$m - M = -2.5 \lg \frac{I_0 / r^2}{I_0 / 10^2} = -5 \lg \frac{10}{r} = 5 \lg r - 5, \quad (6.2)$$

або, з урахуванням

$$r = 1/\pi \quad (6.3)$$

$$M = m + 5 - 5 \lg r = m + 5 + 5 \lg \pi \quad (6.4)$$

У формах (2) – (4) використовується поняття річного паралакса. Він дорівнює куту, під яким із зорі видно 1 астрономічну одиницю, та вимірюється у кутових секундах. Для будь-якої зорі паралакс меншій за 1".

Абсолютна зоряна величина дозволяє визначити світність зорі та навпаки. Зазвичай, світність зорі L визначається у світностях Сонця L_{\odot} .

КОНТРОЛЬНІ ПИТАННЯ

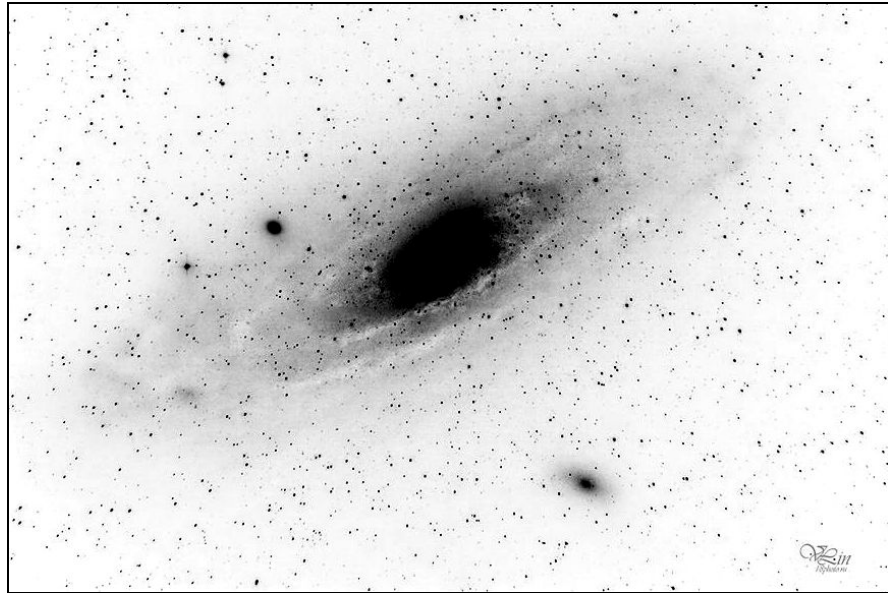
1. Дати визначення паралакса. Чим паралактичний еліпс вирізняється від абераційного?
2. Чому шкала зоряних величин є оберненою?
3. Для чого вводиться абсолютна зоряна величина?
4. Чому загальна зоряна величина деякої подвійної зорі не дорівнює сумі зоряних величин її компонентів?

ЗАВДАННЯ ДЛЯ САМОСТІЙНОЇ РОБОТИ

1. Сіріус (α CMa) та його супутник мають видимі зоряні величини $1^m.46$ та $8^m.40$. Радіус Сіріуса $1.7 R_{\odot}$. Оцініть розміри Сіріуса В, вважаючи їхні температури однаковими.
2. Яка кількість зір 6-ї зоряної величини створює на Землі таку ж саму освітленість, що й Вега?
3. Зоря Міра (α Ceti) змінює блиск від $2^m.0$ до $10^m.1$. Обчислили її світність у максимумі та мінімумі блиску (у світностях Сонця). Паралакс α Ceti – $0.01091''$. Відомості для Сонця знайти самостійно.
4. У скільки разів Марс у великому протистоянні яскравіший за далеке протистояння? Відповідні зоряні величини $-2^m.9$ (28 серпня 2003) та $-1^m.2$ (12 лютого 1995).
5. Кутова відстань між компонентами ϵ^1 та ϵ^2 кратної системи ϵ Луг дорівнює $208''$, її паралакс $0''.02$. Визначить відстань до ϵ Луг та велику піввісь орбіти пари ϵ^1 та ϵ^2 .
6. У 386 році китайські літописці відмітили появу у сузір'ї Стрільця «зорі-гості». За сучасними оцінками її видима зоряна величина була $+1^m.5$, а відстань зо

зірки оцінюється у 16 000 світлових років. Визначити абсолютну зоряну величину зорі у максимумі блиску.

7. Галактика М 31 в сузір'ї Андромеди знаходиться від нас на відстані $r \approx 0,7$ Мпк, її видимий кутовий діаметр (по довжині) становить $200'$ і видима зоряна величина $m = 4^m.8$. Обчисліть лінійний діаметр, абсолютну зоряну величину і світність цієї галактики.



Ілюстрація до завдання 7. Галактика М31 та її супутники.

8. Визначити паралакси та модулі відстаней для зір таблиці 2.1.

Таблиця 2.1.

Деякі яскраві зорі

Зоря	Видима зоряна величина	Абсолютна зоряна величина	Паралакс	Модуль відстані
Канопус (α Кіля)	-0.72	-5.53		
Арктур (α Волопаса)	-0.04	0.2		
Проціон (α Малого Пса)	0.38	2.6		
Бетельгейзе (α Оріона)	0.50	-7.2		
Альтаір (α Орла)	0.77	2.3		
Альдебаран (α Тельця)	0.85	-0.3		
Денеб (α Лебедя)	1.25	-7.2		
Регул (α Лева)	1.35	-0.3		

ЗАВДАННЯ ДЛЯ САМОСТІЙНОЇ РОБОТИ № 3

ЗОРИ ТА ЇХНЯ ЕВОЛЮЦІЯ ДІАГРАМА ГЕРЦШПРУНГА – РАССЕЛА

Завдання: засвоїти поняття, пов'язані з фізикою зір, їхньою будовою – фізичні основи спектральної та двомірної класифікації зір, зв'язок положення зорі на діаграмі Гершцпрунга – Рассела з її будовою та еволюційним станом.

Зорею називається небесний об'єкт, у котрому йдуть, йшли або йтимуть реакції термоядерного синтезу. Стабільність зорі визначається рівновагою її власної гравітації та внутрішній тиском – газовим, променевим та ін. В астрофізиці для позначень маси та радіуса зорі використовують літери M та R у готичному начертанні: M та \mathfrak{R} .

Маса, світність, радіус та хімічний склад зорі зазвичай приводяться у порівнянні із Сонцем з урахуванням значень: маса сонця $M_{\odot} = 1.9891 \cdot 10^{33}$ г, радіус $\mathfrak{R}_{\odot} = 6.960 \cdot 10^{10}$ см, світність $L_{\odot} = 3.827 \cdot 10^{26}$ Вт = $3.827 \cdot 10^{33}$ ерг/с. Маса зір знаходяться у межах $0.075 - 150 M_{\odot}$ (різниця 4 порядки), радіуси – $0.086 - 1900 \mathfrak{R}_{\odot}$ (5 порядків), світність – $0.00001 - 100000 L_{\odot}$ (10 порядків). Металічність зір, тобто доля всіх елементів, крім Гідрогену та Гелію, змінюється у межах від 0.5% до 4% у зір, що нещодавно сформувалися поблизу головної площини диска Галактики.

Джерел енергії зір існує тільки 2: гравітаційна енергія, яка виділяється при стисканні речовини, та енергія термоядерного синтезу. Перше джерело діє на початкових стадіях формування зорі, друге – практично на всіх інших етапах життя зорі.

Розподіл енергії у спектрі зорі у першому наближенні відповідає випромінюванню абсолютно чорного тіла, яке описується формулою Планка. Це дозволяє визначити ефективну температуру T_{eff} як температуру абсолютно чорного тіла, що має ті самі розміри, що й зоря, та дає рівний потік енергії. Ефективна температура та світність зорі пов'язані:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{eff}^4 \quad 3.1$$

де $\sigma = 5.67 \cdot 10^{-8}$ Вт/(м² К⁴) – стала Стефана — Больцмана.

Фотосфера зір дає неперервний спектр, на тлі якого спостерігаються спектральні лінії (або смуги) елементів, які присутні в атмосфері зорі, у міжзоряному середовищі та в атмосфері Землі. Останні лінії називають телуричними. Найчастіше у спектрах зір зустрічаються лінії поглинання. Найпоширенішим елементом у Всесвіті є Гідроген, тому у Гарвардській спектральній класифікації клас зорі визначався відповідно до інтенсивності саме його спектральних ліній, починаючи з латинської букви А. Коли з'ясувалося, що насправді інтенсивності ліній того чи іншого елемента пов'язані з температурою зорі, послідовність спектральних класів перетворилася на:

O – B – A – F – G – K – M,

яку можна запам'ятати, використовуючи якусь фразу, наприклад: «**O**h **B**e **A** **F**ine **G**irl, **K**iss **M**e», або, наприклад, **М**орковь **К**ажется **Ж**ирафу **Ф**руктом, **А** Бегемоту – **О**вощем. Пізніше було додано ще декілька спектральних класів для зір – **R**, **N** та **S**, за температурою подібних до зір **K** та **M**, але замість в їхніх спектрах замість смуг поглинання оксиду титану спостерігаються смуги поглинання молекул вуглецю, ціану та оксиду цирконію. Для зір з мінімально можливою масою (коричневих карликів) введено спеціальні спектральні класи **L** та **T**. Приклади спектрів зір різних спектральних класів наведено на рис. 3.1.

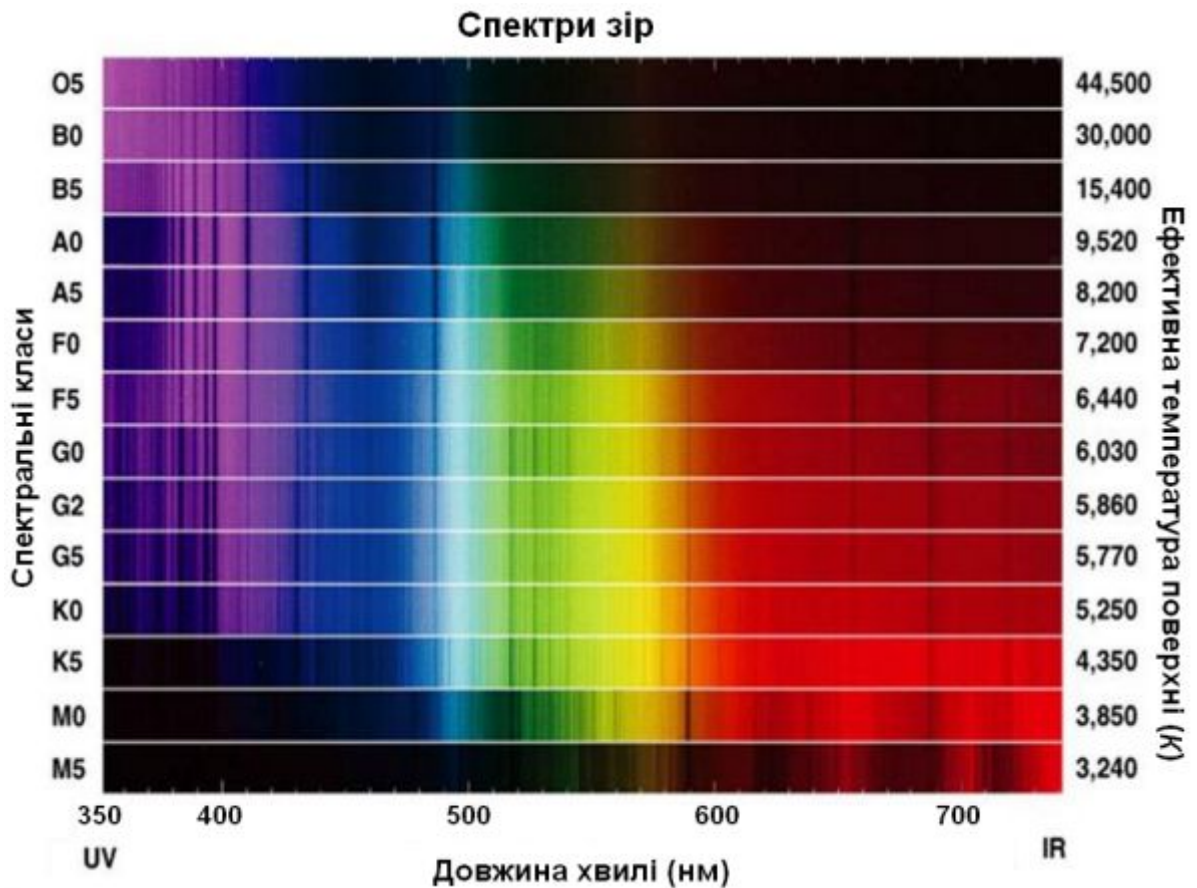


Рис. 3.1. Приклади спектрів з лініями та смугами поглинання зір

Спектральні класи O, B, A часто називають гарячими або ранніми, класи F и G – сонячними, класи K и M – холодними або пізніми спектральними класами. Інтервали між класами діляться на 10 підкласів, від O2 до M8.5. При використанні так званих чутливих ліній температури та спектральні класи зір визначаються з хорошою точністю, відповідно до цього поділу.

За іншим параметром класифікації – світністю – зорі розподіляють на класи: надгіганти, гіганти, головна послідовність (нормальні карлики), білі карлики. Різниця між виглядом спектральних ліній для зір різних класів світності показана на рис. 3.2.

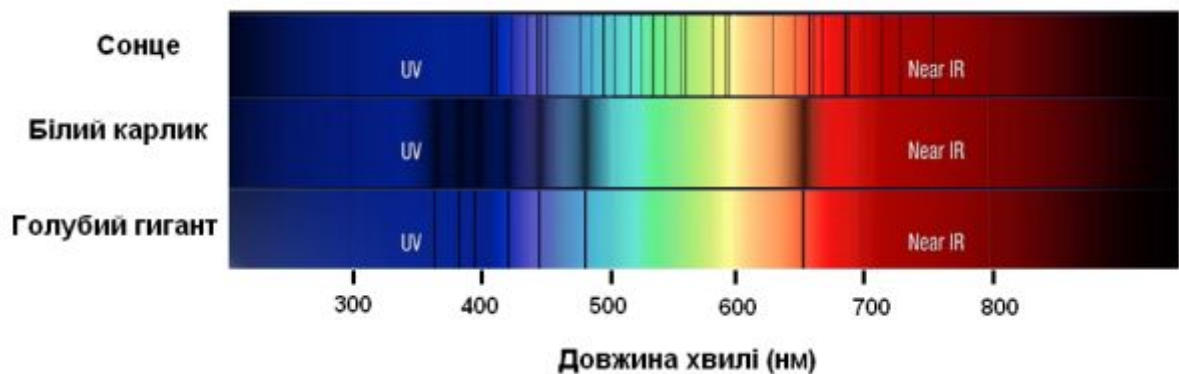


Рис. 3.21. Спектральні лінії зір ГП, білого карлика та голубого гіганта

За двома параметрами класифікації було побудовано діаграму, що відображає залежність між світністю (чи абсолютною зоряною величиною) та спектральним класом (тобто, температурою поверхні) зорі. Її називають діаграма спектр – світність або температура – абсолютна зоряна величина, або показник кольору – абсолютна зоряна величина або діаграма Гершпрунга – Рассела (Г – Р для скорочення) за прізвищами астрономів, які її побудували вперше (рис.3.3).

Енерговиділення у зорі ГП забезпечується завдяки реакціям термоядерного синтезу Гелію з Гідрогену, або горінню Водню. Коли після початкової стадії еволюції (гравітаційного стискання) в ядрі починаються реакції термоядерного синтезу, зоря на діаграмі Г – Р знаходиться на лівій границі ГП. Ця границя називається початковою головною послідовністю (ППП), або головною послідовністю нульового віку (Zero Age Main Sequence, ZAMS).

Горіння Гідрогену у зір ГП йде двома основними шляхами: для зір невеликої маси це протон-протонний цикл, для масивних зір – CNO-цикл. Коли Гідрогену в ядрі стає замало для синтезу Гелію, зоря уходить з ГП в область червоних гігантів, де починаються термоядерні реакції горіння Гелію, в яких утворюються Карбон, Оксисен та більш важкі елементи. Класи світності позначаються римськими цифрами.

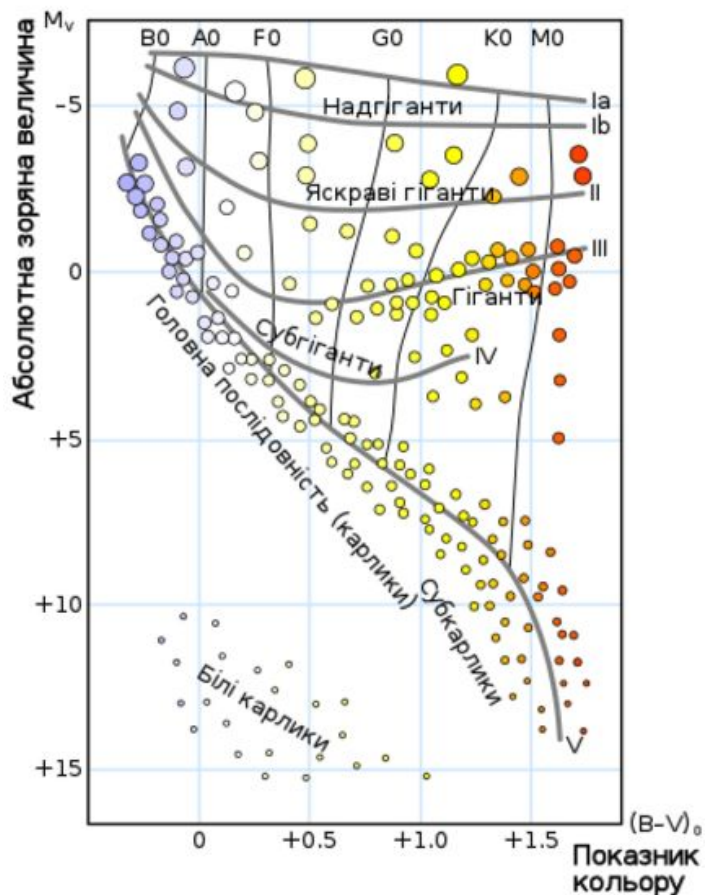


Рис. 3.3. Діаграма Гершпрунга – Рассела

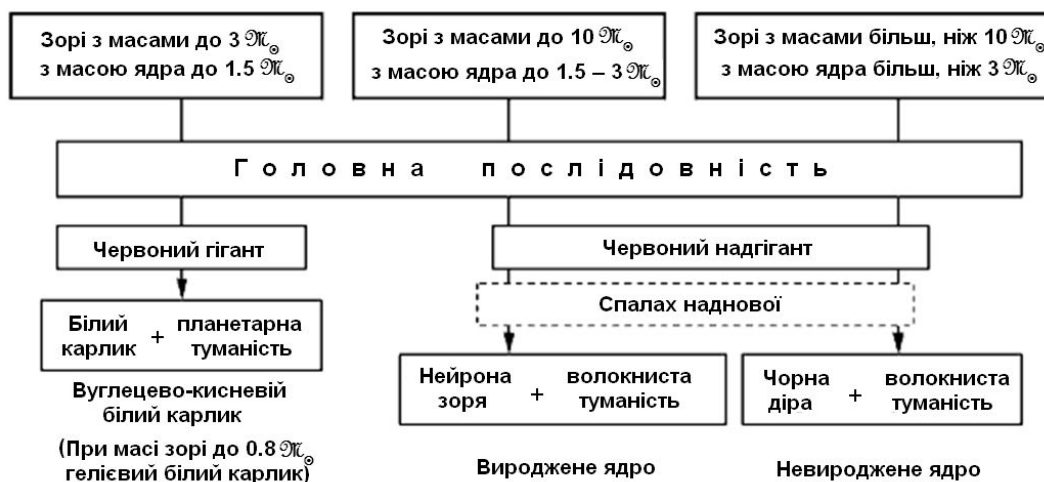


Рис. 3.4. Основні етапи еволюції зір з різними масами на ППП

Головна послідовність – це V клас світності. VII клас світності – білі карлики – це зорі в яких реакції термоядерного синтезу вже закінчилися. За межами ГП еволюція зір йде швидко. Шлях зорі на діаграмі Г – Р називають еволюційним треком. Для зір ГП існує чітка залежність між масою та світністю, що є одним з проявів теореми Фогта – Рассела: будова та еволюція зорі повністю визначається її масою та хімічним складом на початковій головній послідовності. Основні етапи зоряної еволюції відповідно до маси на початковій головній послідовності наведено на схемі (рис. 3.4).

Всі фізичні змінні зорі розташовані поза ГП. Змінними називають зорі, які протягом часу змінюють свій блиск, причому йдеться не про шкалу еволюційного часу. Зміни блиску можуть бути періодичними та неперіодичними. До перших належать зорі, що пульсують, до других, наприклад нові та наднові зорі.

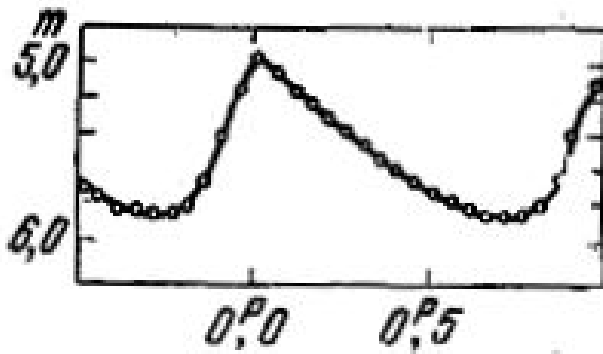
КОНТРОЛЬНІ ПИТАННЯ

1. Про що свідчить велика кількість зір на ГП?
2. Що таке початкова головна послідовність?
3. Яка фізична величина змінюється вздовж ГП?
4. На яких стадіях еволюції зоря світить:
 - а) за рахунок енергії гравітаційного стискання?
 - б) за рахунок енергії термоядерного синтезу?
 - в) за рахунок енергії радіоактивного розпаду?
 - г) за рахунок теплової енергії?
 - д) за рахунок сусідньої зорі?
5. У яких змінних зір максимальна амплітуда зміни блиску?
6. Де на діаграмі Г – Р зустрічаються змінні зорі?
7. Сформулюйте теорему Фогта – Рассела.
8. Яка зоря – з масою $1M_{\odot}$ або $20M_{\odot}$ довше знаходиться на ГП?

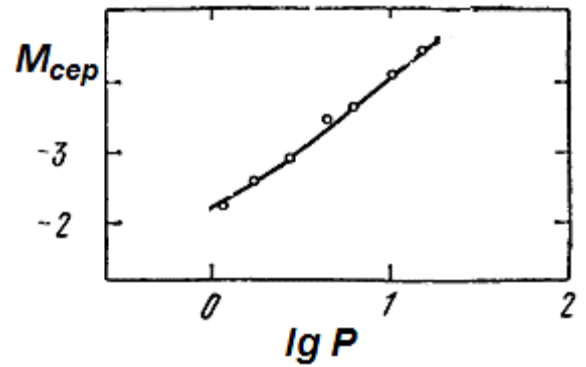
ЗАВДАННЯ ДЛЯ САМОСТІЙНОЇ РОБОТИ

1. Провести аналіз кривої блиску змінної зорі RT Aur та дати відповіді на питання. Відомо, що період зорі дорівнює 3.728 діб.
 - До якого типу змінних належить RT Aur?
 - Скільки часу зоря збільшує блиск? Зменшує блиск?
 - Чому дорівнює видима зоряна величина у максимумі блиску? У мінімумі?
 - Чому дорівнює середнє значення видимої зоряної величини RT Aur?
 - Чому дорівнює середня абсолютна зоряна величина RT Aur? (скористатися діаграмою, яка пов'язує середню абсолютну зоряну величину $M_{сер}$ для змінних такого типу з логарифмом періоду).
 - Чому дорівнює відстань до RT Aur?
 - У максимумі блиску спектр зорі є F4, у мінімумі – G4. Оцініть температуру зорі у максимумі та мінімумі.
 - Вкажіть положення RT Aur на діаграмі Герцшпрунга – Рассела у максимумі та мінімумі блиску.
 - У скільки разів змінюється радіус зорі за період? Потемнінням диска зорі до краю знехтувати.

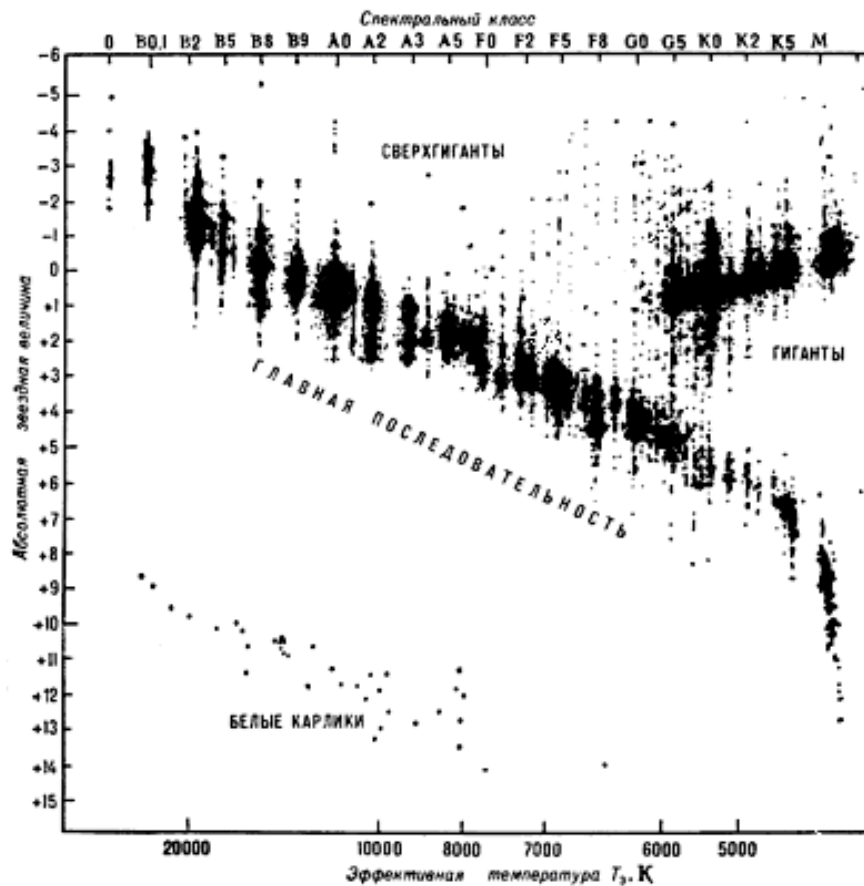
Робочий матеріал до завдання 2.



Фазова крива блиску RT Aur



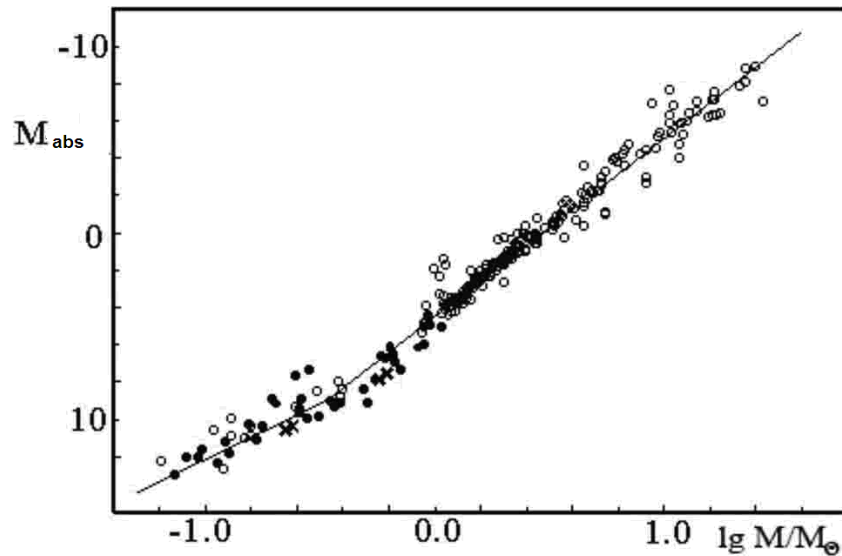
Залежність період – абсолютна зоряна величина



Діаграма Герцшпрунга – Рассела, яку побудовано за даними окремих зір

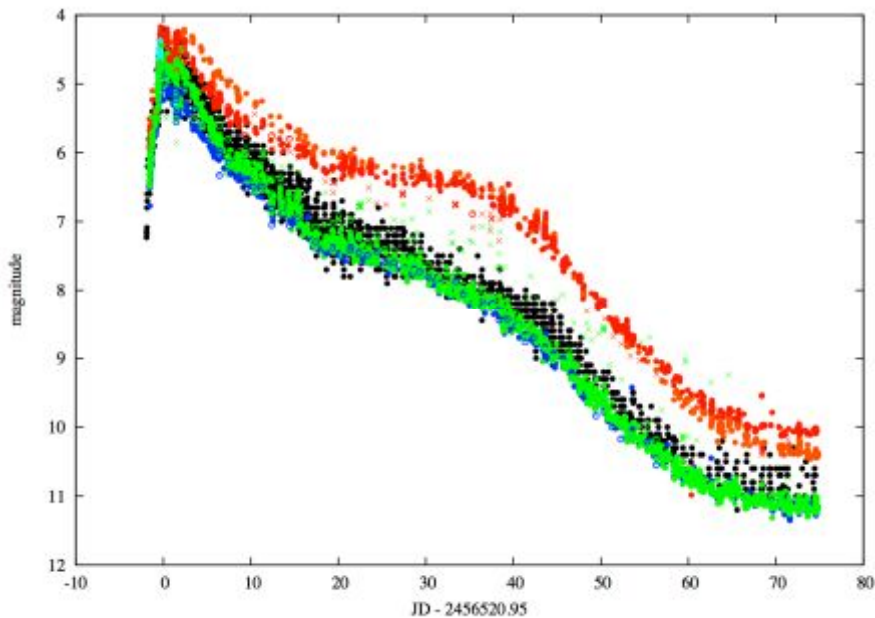
- У шкільний телескоп с діаметром об'єктива 8 см вдалося побачити окремо компоненти подвійної зоряної системи. Відомо, що обидві зорі лежать на головній послідовності діаграми Г – Р. Абсолютні зоряні величини дорівнюють $M_{\text{abs1}} = 1^m$ та $M_{\text{abs2}} = 2^m$, період системи – 1500 років. Яка відстань до цієї системи та яку зоряну величину мала б ця подвійна зоря при спостереженнях неозброєним оком? До яких спектральних класів належать зорі?

Примітка: Вважати, що орбіти зір колові та лежать вони у картинній площині.



Залежність маса – абсолютна зоряна величина для зір головної послідовності.

3. За кольоровою кривою блиску видимої змінної зорі у сузір'ї Дельфіна визначити тип змінної зорі та амплітуду зміни її енерговиділення у видимому та червоному діапазонах спектра (відповідно зелені та червоні точки). Пояснити, з чим може бути пов'язана різниця блиску зорі в цих спектральних діапазонах. За юліанськими датами визначити календарну дату максимуму блиску. Як, можливо, цю зорю було позначено?



Робочий матеріал до завдання 3. Крива блиску деякої змінної зорі за даними сайту AAVSO

ЗАВДАННЯ ДЛЯ САМОСТІЙНОЇ РОБОТИ № 4

ГАЛАКТИКИ. ВЛАСТИВОСТІ ТА КЛАСИФІКАЦІЯ

Завдання: ознайомитися с основами класифікації галактик та навчитися визначати морфологічний тип галактики.

ЗАГАЛЬНІ ВІДОМОСТІ

Галактиками називають великі (до $\sim 10^{13}$ зір) ізольовані зоряні системи. Крім зір, у галактиках містяться газ і пил. В переважній більшості галактик основна баріонна маса зосереджена у зорях, наприклад, у нашій Галактиці на зорі припадає 96—98% її загальної маси (частка темної матерії ще обговорюється). Проте, у деяких неправильних галактиках маса газу (пил звичайно становить 1% від маси газу) може навіть перевищувати масу зір. Форми галактик надзвичайно різноманітні. Найбільш поширеною є класифікація галактик за морфологічними особливостями за схемою Е. Хаббла та її модифікованою версією Хаббла – Сандиджа.

За морфологічними ознаками галактики поділяють на чотири типи: *еліптичні* E, *лінзоподібні* S0, *спіральні* S та *неправильні* Ir. На невеликих космологічних відстанях розподіл за типами є E:S0:S:Ir = 3:15:72:10%, і домінуючим типом є дискові (спіральні та лінзоподібні) галактики. Проте, за аналізом розподілу за типами у надглибоких оглядах телескопу Хаббла, які відповідають відстані 6 GLYrs (6 мільярдів світлових років, що відповідає стану Всесвіту 6 мільярдів років тому) розподіл вже інший: E:S0:S:Ir = 4:13:31:52%. Основні типи галактик показано на рис. 4.1.

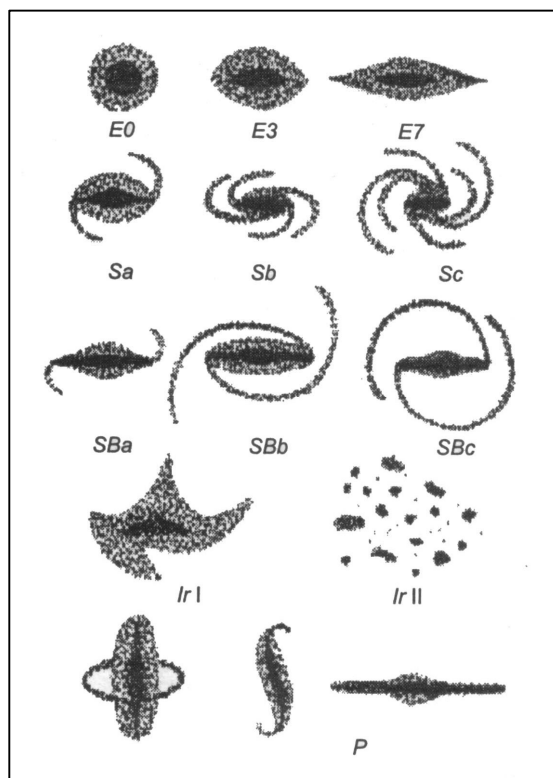


Рис. 4.1. Приклади морфологічних типів галактик.

До *еліптичних галактик* належать галактики, зовнішні контури яких мають більш-менш правильну еліпсоподібну форму і яскравість яких плавно зменшується від центра до периферії. Вони позначаються символом E, після якого ставлять число *n*, що

характеризує міру стиснення спостережуваного зображення галактики. Число n визначають зі співвідношення $n = \frac{a-b}{a}$, де a і b – відповідно велика і мала вісі спостережуваного зображення. Для круглого зображення $n = 0$. Зображення зі стисненням $n > 7$ не спостерігали. Середній спектральний клас еліптичних галактик – G4. Головним зоряним населенням еліптичних галактик є зорі пізніх спектральних класів (II тип зоряного населення). Еліптичні галактики містять найменшу кількість газу і пилу порівняно з галактиками інших типів та існують у великому діапазоні мас: від велетенських з масою близько $10^{13} M_{\odot}$ до карликових з масою $10^5 M_{\odot}$.

Спіральні галактики – морфологічний клас галактик, найвиразнішою особливістю яких є наявність у них диска та спіральних рукавів. Центральне стовщення диска називають балджем. Якщо спіральні рукави починаються від балджу, такі спіралі називають нормальними і позначають як S. В інших спіральних галактик рукави починаються від перетину або бару, що проходить через центр галактики. Такі галактики називають галактиками з баром та позначають як SB. Кількість спіралей з перетином та без нього приблизно однакова, тому визначення «нормальні спіралі» поволі виходить з використання. Обидва типи поділяють на підтипи по мірі розвитку спіральних рукавів та співвідношення розмірів галактики і ядра.

Підтипи позначають як Sa, Sc Sb або SBa SBb і SBc. Середній спектральний клас Sa і SBa галактик є G1.4, Sb і SBb – F9.6, Sc і SBc – F6.1. У спіральних галактиках багато голубих гарячих зір, які розташовані головним чином в спіральних рукавах (I тип зоряного населення). Ці галактики багаті на газ, який становить декілька відсотків від загальної маси галактики. Газ зосереджений у шарі завтовшки в кількисот парсеків у площині диска. В багатьох галактиках газ є і за межами оптичного зображення. Він перемішаний з пилом; саме пилом зумовлена темна смуга в зображеннях галактик, які спостерігають «з ребра». Наша Галактика теж є спіральною галактикою з баром типу SBb або SBc.

Лінзоподібні галактики подібні за контурами до еліптичних E7 і спіральних. Вони позначаються як S0 або SB0. Середній спектральний клас лінзоподібних галактик – G2.2. Вони відрізняються від спіральних галактик відсутністю спіральних рукавів та пилової смуги, а від еліптичних тим, що зменшення яскравості від центра до периферії є ступінчастим. В них розрізняють "лінзу" та слабкий "ореол".

Неправильні галактики – це галактики з неправильними зовнішніми контурами і нерівномірним розподілом поверхневої яскравості. Галактики клоччастої структури, що не мають ядра, позначають Iгг або Iг I. Галактики аморфної форми, які не мають клоччастостей, – Iг або Iг II. У деяких неправильних галактик можна виділити елементи спіральних рукавів. Наші найближчі позагалактичні сусіди – Магелланові Хмари (Велика і Мала), також неправильні галактики.

До класифікації Хаббла не надійшли *пекулярні галактики*, тобто галактики з особливостями, які не дають підстав віднести їх до виділених морфологічних класів галактик. Серед них є *дископодібні, кільцеві, асиметричні* галактики і так звані *гамма-форми*. Окремим класом є *взаємодіючі* галактики. Звичайно це подвійні галактики, між якими спостерігаються світлі перемички, «хвости» тощо. Різновид пекулярних галактик – це *галактики з полярними кільцями*, вони мають зовнішнє кільце, нахилене до площини диска. Геометричні центри зовнішнього кільця і головного тіла галактики практично збігаються. Кут між площиною кільця і площиною галактики досягає 90° , хоча можливі відхилення в межах 25° . Від звичайних дискових галактик галактики з полярними кільцями, відрізняються тільки просторовим розподілом: їх не виявлено в *скупченнях галактик*. Очевидно, кільця там легко руйнуються.

Основні морфологічні типи галактики зазвичай розташовують на діаграмі, яку прийнято називати «камертоном Хаббла» (рис. 4.2).

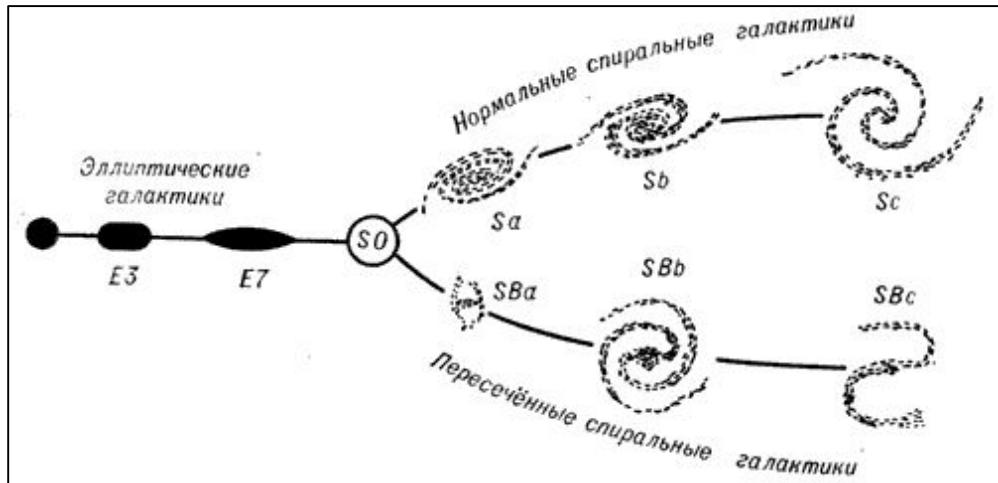


Рис. 4.2. Схема класифікації галактик за Е. Хабблом

Відстані до галактик визначаються різноманітними методами, які доповнюють один одного. Неточність у їх визначенні призводить до істотних помилок в оцінці мас і світностей галактик та інших їхніх характеристик. До найближчих галактик можна визначати відстань *методом цефеїд*. Оскільки в цефеїд з періодом понад 40 діб фотографічні абсолютні зоряні величини $M_B \approx -6^m$, то їх можна спостерігати. Визначаючи їхні видимі величини m , обчислюють відстань як до них, так і до галактик, в яких вони знаходяться. *Метод стандартних свічок* – це використання будь-якого об'єкта, абсолютна зоряна величина якого відома. Це може бути нова або наднова зоря, кулясте скупчення; у радіодіапазоні це може бути *метод найяскравіших зон Н II*. Спостереження близьких галактик показали, що найяскравіші зони Н II у них мають приблизно однакові лінійні розміри – близько 200 пк. Тому вимірювання кутових діаметрів найяскравіших зон Н II у далеких галактик дає змогу визначити відстані до них.

Найкращою стандартною свічкою є наднові зорі типу Ia, абсолютна зоряна величина яких дорівнює $M_B = M_V = 19.3 \pm 0.3$.

Для найвіддаленіших галактик мірою відстані є червоне зміщення. Спостереження показують, що лінії у спектрах усіх відомих галактик (за винятком декількох, найближчих до нас) зміщені до червоної сторони. Цей ефект зумовлений рухом галактик з променевою швидкістю V у напрямі від спостерігача. Значення швидкості галактики за вимірним зміщенням ліній можна обчислити за формулою Допплера

$$V = \frac{\Delta\lambda}{\lambda} c, \quad 4.1$$

де c – швидкість світла.

Після того як визначили відстані до декількох десятків галактик, Хаббл у 1929 р. виявив, що швидкості галактик зростають прямо пропорційно відстані до них:

$$V = Hr, \quad 4.2$$

причому відстань тут виражено в мегапарсеках.

Коефіцієнт пропорційності H отримав назву сталої Хаббла. У працях Хаббла 1929 – 1936 рр. наведено декілька значень цього параметра: від 500 до 560 км/(с·Мпк). Згодом коефіцієнт H неодноразово уточнювали. У наш час найімовірнішим значенням сталої Хаббла вважають від 65 до 85 км/(с·Мпк). Іноді у формулах використовують безрозмірну сталу Хаббла h^{-1} , яка показує відношення значення сталої Хаббла до 100

км/(с·Мпк). Величина сталої Хаббла має розмірність 1/секунда, тому за значенням сталої Хаббла можна оцінити вік Всесвіту.

Після того як за спостереженнями найближчих галактик обчислили значення параметра H , можна розв'язувати зворотну задачу: знаючи червоне зміщення z галактик, обчислювати відстані до них

$$r = (c \cdot \Delta\lambda)/(H \cdot \lambda) = c/H \cdot z. \quad 4.3$$

Залежність між видимою зоряною величиною галактики та її червоним зміщенням

$$m = [M - 5 - 5 \lg H] + 5 \lg c \cdot z, \quad 4.4$$

де M – абсолютна зоряна величина галактики.

У найслабкіших об'єктів параметр z відповідає швидкості віддалення галактики, яку сягає значної частини швидкості світла. У цьому випадку (при $z \geq 0.1$) замість класичної формули Доплера використовують формулу, що випливає зі спеціальної теорії відносності

$$z = \frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \sqrt{\frac{1+v/c}{1-v/c}} - 1. \quad 4.5$$

Станом на кінець 2017 року найвіддаленіший квазар, що спостерігався, є ULAS J1342+0928 з червоним зміщенням $z = 7.54$.

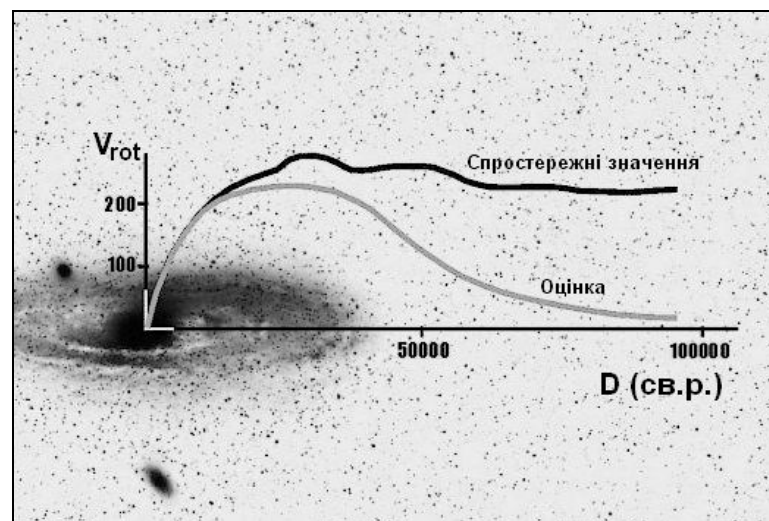
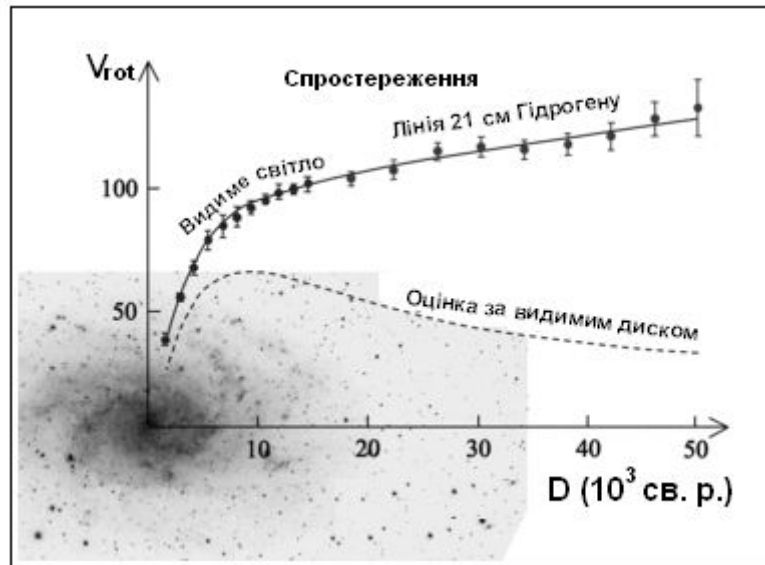
КОНТРОЛЬНІ ПИТАННЯ

1. На які типи і за якими ознаками розділяють галактики?
2. Чим відрізняються лінзоподібні галактики від спіральних та еліптичних?
3. Де більше молодих зір – у еліптичних чи у спіральних галактиках?
4. До якого типу галактик належать Велика і Мала Магелланові Хмари? Туманність Андромеди М31?
5. Що таке метод стандартних свічок?
6. Що таке червоне зміщення?
7. Як пов'язані червоне зміщення та променева швидкість галактики?
8. Чому відстані до далеких галактик визначають за допомогою наднових I типу?
9. Який фізичний зміст сталої Хаббла? Як стала Хаббла пов'язана з віком Всесвіту?

ЗАВДАННЯ ДЛЯ САМОСТІЙНОЇ РОБОТИ

1. Оцініть променеву швидкість та відстань до квазара ULAS J1342+0928 у світлових роках. Сталу Хаббла прийняти 74 км/(с·Мпк).
2. Спіральна галактика М33 в сузір'ї Трикутника має видиму зоряну величину $m = 6^m.3$ і кутові розміри $83' \times 53'$. В її складі виявлено цефеїди з періодом зміни блиску $P = 60$ діб і середньою видимою фотографічною зоряною величиною $m_{\phi} = 20^m.2$. Взявши до уваги залежність «період – абсолютна зоряна величина» (завдання № 3), визначте відстань до цієї галактики (в кпк), а також її лінійні розміри і світність.

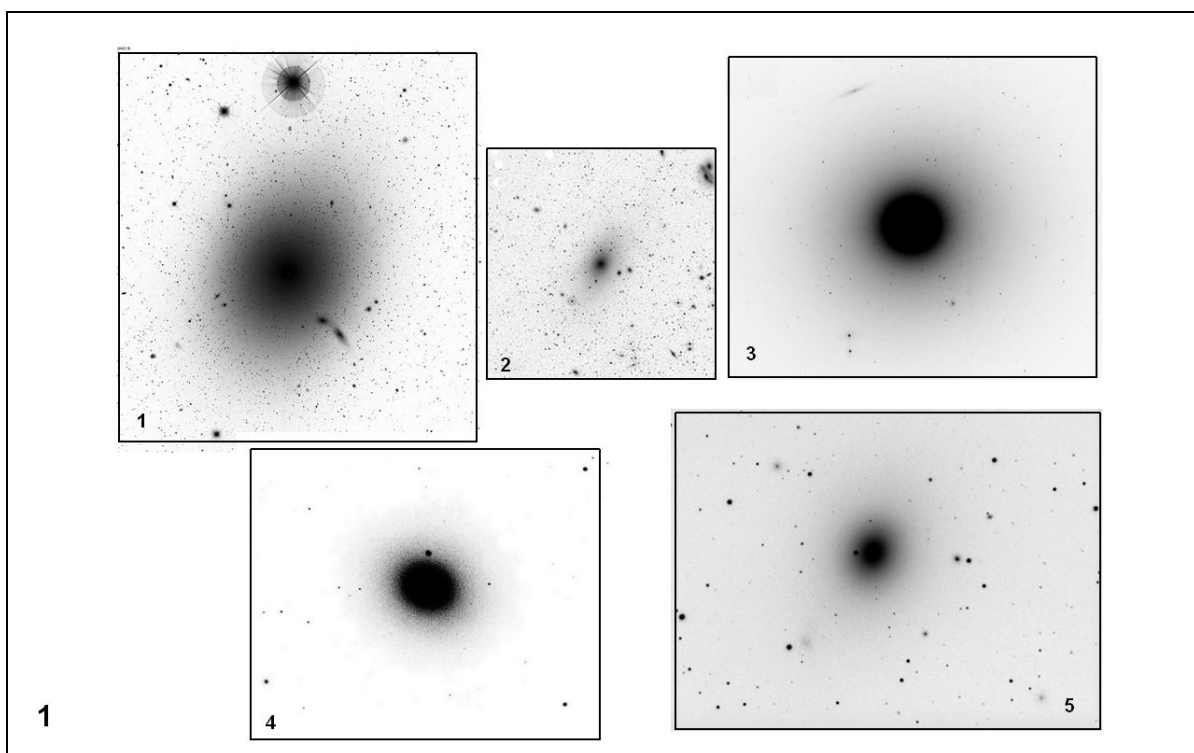
3. У деяких активних галактик та квазарів спостерігаються викиди речовини – джети, які спостерігаються у радіодіапазоні. Речовина джетів рухається зі швидкістю, близькою до світлової. Визначте видиму швидкість віддалення речовини джету від центру галактики (тобто проекцію просторової швидкості на небесну сферу). Проведіть розрахунки для кутів між променем зору та напрямом руху речовини 30° і 45° . Результат поясніть.
4. За кривими обертання галактик M31 та M33, що спостерігаються, оцініть їхні маси.

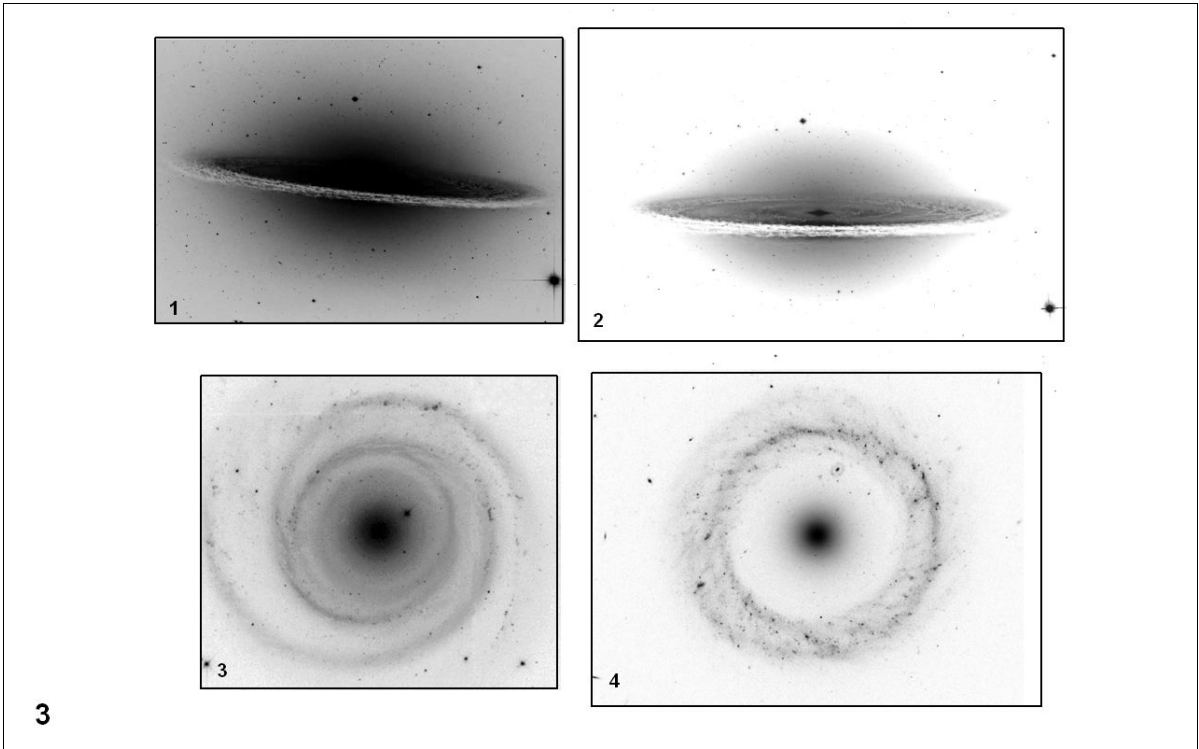
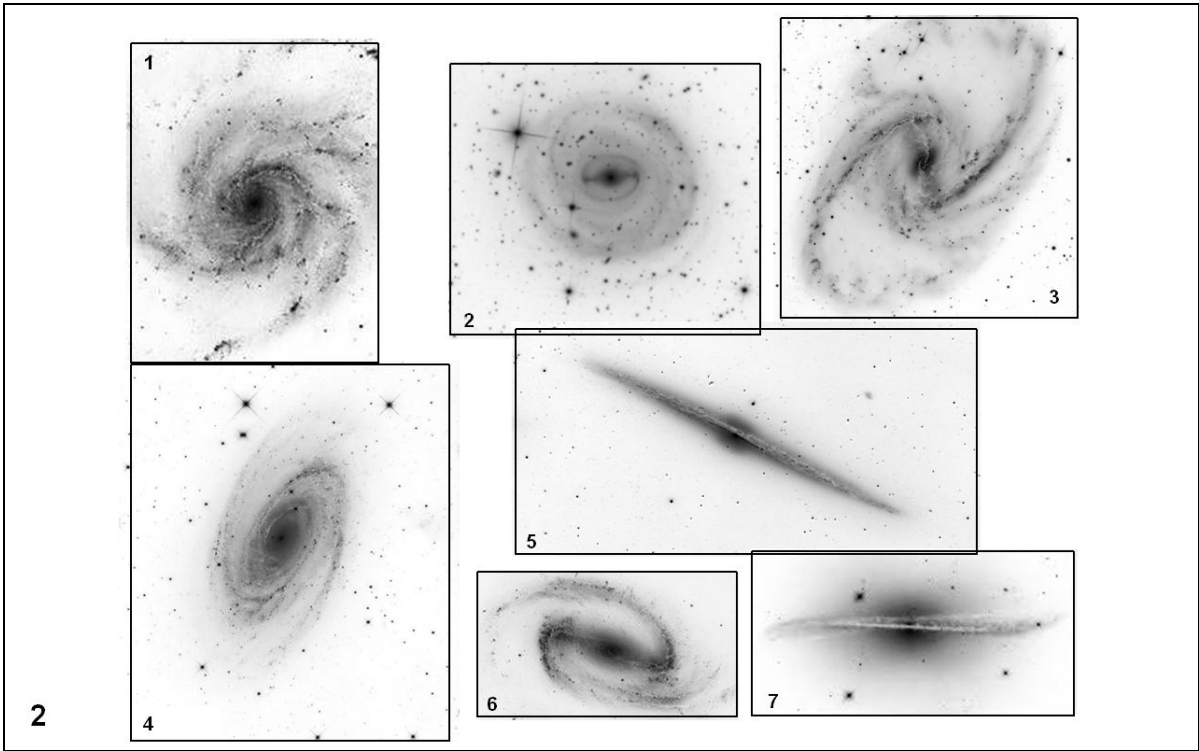


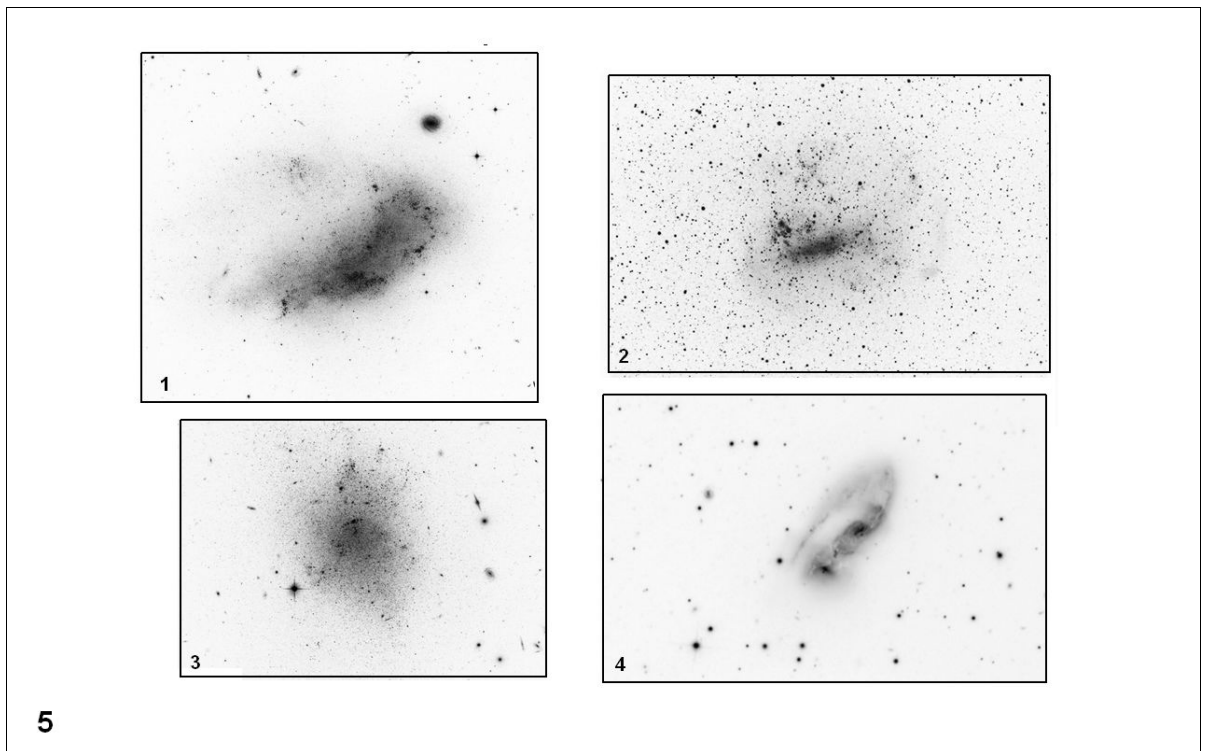
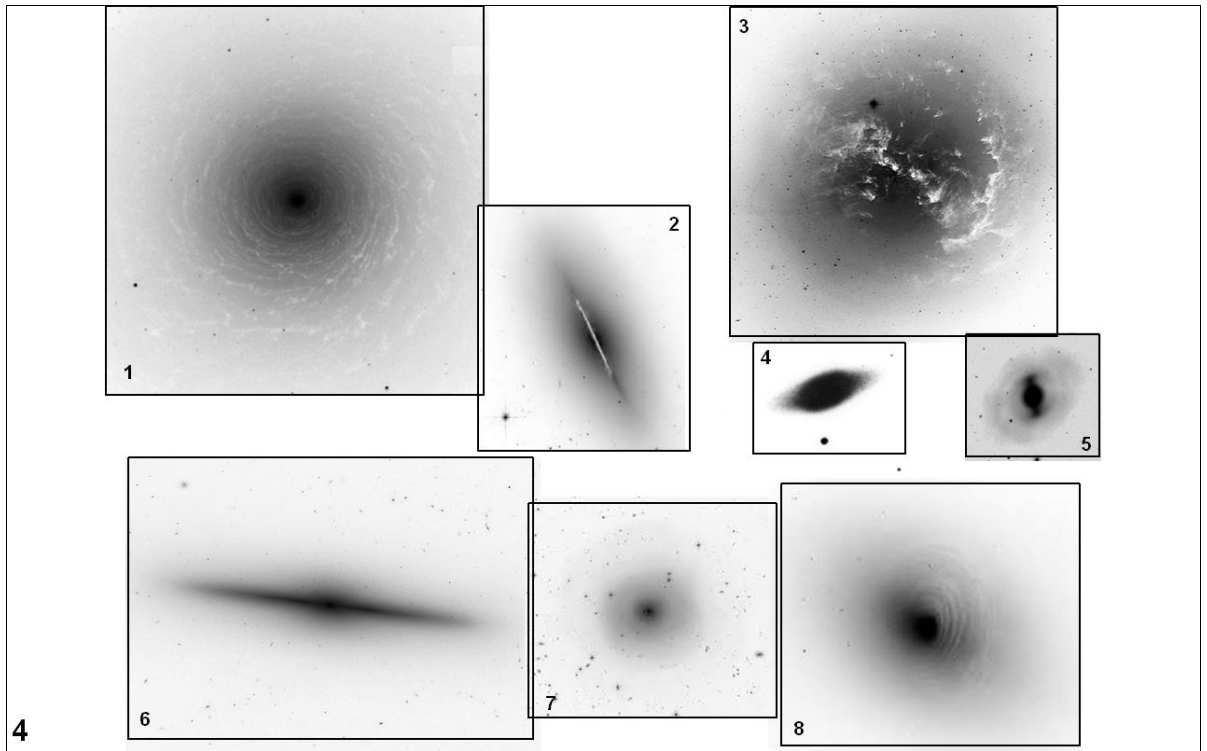
Робочий матеріал до завдання 1

4. У робочому матеріалі до завдання на 5 панелях представлено негативні зображення деяких галактик. Заповніть таблицю: вказати типи галактик за Хабблом відповідно до номеру панелі/галактики. Наприклад, галактика 1/3 є еліптичною, типу E0.

Галактика \ Панель	1	2	3	4	5	6	7	8
1			E0					
2								
3								
4								
5								







ЛІТЕРАТУРА

1. Андрієвський С. М., Климишин І. А. Курс загальної астрономії. – Одеса: Астропринт, 2007. – 480 с. [Електронний ресурс] – Режим доступу: http://lexikoukr.ho.ua/lumber/scien_astronomy/Andrievsky_Klymyshyn_Kurse_Astro.html
2. Кононович Э. В., Мороз В. И. Общий курс астрономии. – М., УРСС, 2004 г.
3. Климишин І. А., Гарбузов Г. О., Мурніков Б. О., Кабанова Т. І. Астрономія. – Одеса: Астропринт, 2012. – 352 с.
4. Кузьменков С. Г., Сокол І. В. Сонячна система: збірник задач / Навчальний посібник. – Київ: Вища школа, 2007. – 168 с.
5. Кузьменков С. Г. Зорі: астрофізичні задачі з розв'язанням / Навчальний посібник. – Київ: Освіта України, 2010. – 206 с.
6. Куликовский. П. Г. Справочник любителя астрономии. – М., УРСС, 2002 г..
7. Рей Г. Звезды. – М.: Мир, 1969 г.
8. Астрономічний енциклопедичний словник / за загальною ред. І. А. Климишина та А. О. Корсунь. – Львів: Львів, 2003. – 548 с.
9. Климишин І. А. Астрономія. – Львів: Світ, 1993. – 384 с.
10. Чепрасов В. Г. Практикум з курсу загальної астрономії – Київ, 1976.
11. Одесский астрономический календарь, поточний рік.

Інформаційні ресурси

1. <http://www.chair.astro-observ.odessa.ua/literature.php>
2. «Открытая астрономия» Полный интерактивный курс астрономии для учащихся школ, лицеев, гимназий, колледжей, студентов технических вузов. ООО «Физикон», 2002
3. Український астрономічний портал. <http://www.astrosvit.in.ua/mapy/mapy-karty-i-atlasy-zorianoho-neba>
4. [Taki's 8.5 Magnitude Star Atlas](#) — атлас зоряного неба, підготовлений японським аматором астрономії Тошімі Таки (Toshimi Taki).
5. [Mag 7 Star Atlas](#) — атлас зоряного неба, що містить усі зорі до 7,25 зоряної величини, підготовлений Ендрю Джонсоном (Andrew L. Johnson).
6. [The TRIATLAS Project Second Edition](#) (April 2008 – March 2009) — атлас зоряного неба з об'єктами до 13-ї зоряної величини, підготовлений Хосе Торресом (José Ramón Torres) і Кейсі Склтоном (Casey Skelton).
7. [Herschel 800 atlas](#) — атлас, що містить 800 пошукових мап кращих об'єктів зоряного неба з каталогу Гершеля. Автор мап Michiel Brentjens.
8. Атлас и каталог. Ед Важов www.eproject.ru