

Astrofizyka Obserwacyjna – notatki do wykładu

Tomasz Kwiatkowski, OA UAM

ver. 0.36, 2008-12-22

Spis treści

1	Uwagi ogólne o wykładzie	2
2	Metody badawcze astronomii	3
2.1	Obserwacje	3
2.1.1	Źródła informacji o Wszechświecie	3
2.1.2	Eksperymenty	6
2.2	Sposoby odbioru i analizy informacji	7
2.2.1	Cechy promieniowania e-m.	7
2.2.2	Składniki systemu obserwacyjnego	7
2.2.3	Detektory	7
2.2.4	Siatkówka oka	8
2.2.5	Klisza fotograficzna	9
2.2.6	Kolektory	10
2.3	Wpływ atmosfery na fale elektromagnetyczne	12
2.3.1	Ekstynkcja (osłabienie energii fal e-m)	12
2.3.2	Refrakcja (zmiana kierunku promieniowania)	13
2.3.3	Efekty krótkookresowe: scyntylacja i seeing	13
2.4	Budowa teleskopów i radioteleskopów	13
2.4.1	Refraktory	13
2.4.2	Reflektory	14
2.4.3	Najważniejsze parametry teleskopów	14
2.4.4	Wybrane teleskopy optyczne i radioteleskopy	15
2.4.5	Teleskopy OA UAM	15
2.5	Budowa i zasada działania kamery CCD	15
2.5.1	Budowa kamery CCD	15
2.5.2	Sensory CCD	16
2.5.3	Proces odczytu i digitalizacji	16
2.5.4	System akwizycji danych	17
2.5.5	Redukcja danych	18
2.5.6	Analiza obrazu	18
3	Fotometria	20
3.1	Wielkości gwiazdowe	20
3.2	System fotometryczny	20
3.3	Rodzaje sytemów fotometrycznych	21

3.3.1	Wizualny	21
3.3.2	Fotograficzny	22
3.3.3	Fotoelektryczny	22
3.3.4	CCD	23
3.3.5	Filtry SDSS: Sloan Digital Sky Survey	23
3.4	Pomiar jasności instrumentalnych	23
3.4.1	Obraz gwiazdy na ramce CCD	23
3.5	Wpływ atmosfery na obserwacje fotometryczne	23
3.5.1	Promieniowanie monochromatyczne	23
3.5.2	Wyznaczanie współczynnika k	25
3.5.3	Promieniowanie z szerszego zakresu długości fal	26
3.5.4	Wyznaczanie współczynników k' i k''	26
3.6	Transformacja do systemu standardowego	26
4	Spektroskopia	27
4.1	Podstawowe zjawiska fizyczne	27
4.1.1	Załamanie światła w pryzmacie	27
4.1.2	Pryzmat obiektywowy	27
4.1.3	Spektrograf szczelinowy	27
4.2	Siatka dyfrakcyjna	27
5	Rotacja gwiazd	29
5.0.1	Pomiar bezpośredni	29
5.0.2	Pomiar pośredni	29
5.1	Pola magnetyczne gwiazd	32
5.1.1	Efekt Zeemana	32
5.1.2	Metody pomiaru pól magnetycznych gwiazd	33
5.1.3	Wyniki pomiarów pól magnetycznych gwiazd	33
6	Materia międzygwiazdowa	34
6.1	Pył międzygwiazdowy	34
6.1.1	Współczynnik ekstynkcji międzygwiazdowej	34
6.1.2	Ekstynkcja w chmurach pyłu	35
6.1.3	Poczerwienienie międzygwiazdowe	36

Rozdział 1

Uwagi ogólne o wykładzie

- dwie części: przegląd technik obserwacyjnych (teleskopy, detektory, fotometria, spektroskopia, polarymetria, interferometria); podstawowe parametry obserwacyjne gwiazd (jasność, temperatura, promień, masa, rotacja, pole magnetyczne)
- literatura do wykładu:
 1. LENA P., LEBRUN F. I MIGNARD F. 1998. *Observational Astrophysics*
 2. MCLEAN I.S. 1997. *Electronic Imaging in Astronomy*
 3. KITCHIN C.R. 1998. *Astrophysical Techniques*
 4. BOHM-VITENSE, E. 1989. *Introduction to Stellar Astrophysics*
- książki te są trudno dostępne, trzeba opierać się o notatki z wykładu
- zaliczenie w formie egzaminu ustnego

Rozdział 2

Metody badawcze astronomii

Pasywne (obserwacje) i aktywne (eksperymenty)

2.1 Obserwacje

- Obserwacja to bierny akt pomiaru
(nie mamy wpływu na warunki jego dokonania).
- Badamy obiekty ewoluujące w czasie
(zmienną niezależną w obserwacjach jest więc czas)

2.1.1 Źródła informacji o Wszechświecie

Promieniowanie elektromagnetyczne

- podstawowe źródło informacji
- jego widmo obejmuje promieniowanie gamma, X, ultrafiolet, promieniowanie widzialne, podczerwień, mikrofałe i fale radiowe (rysunek)

Cząstki materialne

- meteoryty
 - drobiny skalne, spadające na powierzchnię Ziemi
 - rozmiary od ułamków milimetra do metrów
 - możemy je badać w laboratoriach
- promienie kosmiczne
 - elektrony i jądra atomowe (od protonu do jąder żelaza)
 - pochodzą ze Słońca ...
 - ... lub z wysoko energetycznych procesów w Galaktyce (np. wybuchy supernowych)

- po napotkaniu atmosfery Ziemi generują całą gamę wtórnych cząstek elementarnych
- dlatego: pierwotne i wtórne promienie kosmicznym

Neutrina

- znamy ich obecnie sześć (elektronowe, mionowe i tau oraz odpowiednie anty-cząstki)
- niedawno odkryto, że posiadają masę
- nie posiadają ładunku, niezwykle słabo oddziałują z materią (z łatwością przenikają przez Ziemię)
- pozwalają „zajrzeć” w głąb bardzo gęstych, nieprzezroczystych dla fotonów obszarów (wnętrza gwiazd, jądra galaktyk)
- obserwowano neutrino z wnętrza Słońca oraz z wybuchu supernowej 1987a w Wielkim Obłoku Magellana
- detektorem neutrin są olbrzymie zbiorniki cieczy, umieszczone głęboko pod ziemią, by ochronić je przed promieniowaniem kosmicznym
- dwa sposoby detekcji: promienowanie Czerenkowa (relatywistyczne elektrony), reakcje jądrowe (np. zamiana atomów chloru w argon)
- Super Kamiokande, zbiornik 50 tys ton wody w starej kopalni, 1 km pod ziemią, promieniowanie Czerenkowa
- IceCube Neutrino Detector (Antarktyda; otwory w lodzie, na głębokościach 1450-2450 m rozmieszczone fotomnożniki, prom. Czerenkowa)

Fale grawitacyjne

- zmienne w czasie natężenie pola grawitacyjnego, rozchodzące się w przestrzeni z prędkością światła
- bardzo słabo oddziałują z materią, może więc dochodzić ze środka nieprzezroczystych dla prom. e.m. obszarów
- nie ma jeszcze niezbitych dowodów ich istnienia;
dowód pośredni: pulsar PSR B1913+16 w układzie podwójnym (Nobel 1993)
- źródłem mogą być masywne gwiazdy podwójne, pulsary, czarne dziury, gwiazdy w czasie kolapsu grawitacyjnego w stadium supernowej
- historycznie pierwszym detektorem był masywny cylinder, schłodzony do kilku Kelwinów, którego rozmiary kontrolowały piezoelektryczne sensory;
- obecnie interferometry naziemne:
 - LIGO (USA), ramiona 4 km

- VIRGO (Francja/Włochy), ramiona 3 km
 - TAMA300 (Japonia), ramiona 300 m
- interferometr kosmiczny: LISA (Laser Interferometer Space Antenna), 3 sondy w wierzchołkach trójkąta równobocznego, ramię 5×10^6 km

Rysunek 2.1: Orbital decay of PSR B1913+16. The data points indicate the observed change in the epoch of periastron with date while the parabola illustrates the theoretically expected change in epoch for a system emitting gravitational radiation, according to general relativity. (Weisberg and Taylor, 2004)

Nonthermal Universe

Udział Polski w H.E.S.S. (Namibia).

2.1.2 Eksperymenty

Aktywne metody obserwacji, zbliżone do typowego eksperymentu fizycznego.

- sondy badają powierzchnie planet i otaczającą je przestrzeń (zdjęcia, skład chemiczny atmosfer i powierzchni, pola magnetyczne, strumienie plazmy w przestrzeni międzyplanetarnej)
- pomiar odległości do ciał układu planetarnego za pomocą fal radiowych (odległości do planet, okres rotacji wokół osi Wenus, kształt planetoid przelatujących w pobliżu Ziemi)
- pomiar odległości do Księżyca dalmierzem laserowym (odbłyśnik – tzw. cube corner – pozostawiła na powierzchni Księżyca załoga Apollo), dokładność kilku metrów; satelitarny (nie księżycowy) dalmierz laserowy znajduje się w Borowcu k. Kórnik

2.2 Sposoby odbioru i analizy informacji

Ograniczamy się do promieniowania elektromagnetycznego, gdyż ciągle jeszcze stanowi ono podstawę obserwacji astronomicznych.

2.2.1 Cechy promieniowania e-m.

- kierunek ($\vec{E} \times \vec{H}$)
- oświetlenie (moc na jednostkę powierzchni)
- rozkład oświetlenia w długości fali (widmo)
- polaryzacja (drgania w jednej płaszczyźnie, p. kołowa)
- spójność (stała różnica faz ciągów falowych)

2.2.2 Składniki systemu obserwacyjnego

- kolektor
(zbiera promieniowanie z większej powierzchni, zwiększając oświetlenie detektora; często też wytwarza na detektorze obraz obserwowanego obiektu)
- analizator
(pozwala modyfikować własności promieniowania, zebranego przez kolektor, zanim padnie ono na detektor; analizatorem może być np. filtr, siatka dyfrakcyjna, polaryzator, interferometr)
- detektor
(wykrywa padające nań promieniowanie, na ogół mierząc oświetlenie)

2.2.3 Detektory

- różnią się w zależności od zakresu fal
- wysoko-energetyczne fale gamma i Roentgena
oddziałują bezpośrednio z jądrami atomowymi; do ich detekcji używa się detektorów stosowanych w fizyce jądrowej (liczniki Geigera, scyntylicyjne, klisze jądrowe)
- fale widzialne i podczerwone
oddziałują z atomami i cząsteczkami, wzbudzając je bądź jonizując
- mikrofałe i fale radiowe
wzbudzają prądy w przewodnikach, na które padają
- dokładniej omówimy zakres optyczny, w którym detektory dzielą się na termiczne i kwantowe

Detektory kwantowe

- padające fotony oddziałują z elektronami detektora
- można wówczas zliczać pojawiające się, wzbudzone elektrony (co daje nam sygnał cyfrowy) albo sumować je w czasie trwania ekspozycji i zamieniać na sygnał analogowy (np. natężenie prądu, zaczerwienie kliszy)
- przykłady: siatkówka oka, klisza fotograficzna, fotomnożnik, CCD

Detektory termiczne

- padające fotony powodują wzrost temperatury detektora, spowodowany pochłonięciem ich energii.
- wada: dużo mniej czułe i wolniejsze w reakcji na bodziec niż detektory kwantowe
- zaleta: możliwość detekcji promieniowania ze znacznie szerszego zakresu długości fali (zarówno promieniowanie gamma, jak i mikrofałe mogą doprowadzić do wzrostu temperatury powierzchni, na którą padają)
- przykłady:
 - termopary (działają w oparciu o efekt termoelektryczny)
 - bolometry (wykorzystują zależność oporu metalu od temperatury).

2.2.4 Siatkówka oka

- zawiera dwa zestawy światłoczułych komórek: czopki i pręciki
- czopki są ok. 100 razy mniej czułe niż pręciki, reagują jednak na barwę światła
- czopki są dużo gęstsze w centrum siatkówki – zagęszczenie pręcików występuje na jej obrzeżach

Fakt ten znany jest obserwatorom, którzy – chcąc dojrzeć słabe obiekty – patrzą na nie kątem oka. Wówczas światło szukanej gwiazdy czy mgławicy pada na te rejony siatkówki, gdzie występuje zagęszczenie pręcików i jej dostrzeżenie jest łatwiejsze. Technikę tę zwie się zerkaniem.

- pręciki i czopki zawierają światłoczułe pigmenty: rodopsynę (pręciki) i jodopsynę (czopki)
- padające fotony prowadzą do ich rozpadu, co z kolei powoduje zmianę potencjału elektrycznego całej komórki i wysłanie impulsu do mózgu poprzez związane z nią włókno nerwowe
- po chwili pigment rekombinuje i komórka znowu gotowa jest do detekcji fotonu
- w jasnym świetle większa część rodopsyna w pręcikach ulega rozpadowi i proces widzenia zachodzi dzięki czopkom
- nocą czułość czopków jest zbyt mała i widzimy dzięki pręcikom

- proces przełączania siatkówki z widzenia czopkami na widzenie pręcikami nazywamy adaptacją oka; w umieszczonym w ciemności oku zachodzi on w pełni w ciągu ok. godziny, jednak może być nieco przyspieszony poprzez włączenie słabego, czerwonego oświetlenia
- zakres czułości siatkówki obejmuje długości fal od 400 do 700 nm, przy czym maksimum czułości pręcików przypada na falę 510 nm, a czopków na 550 nm

Ta różnica jest przyczyną występowania efektu Purkiniego. Jeśli w ciemności obserwujemy dwa światła, niebieskie i czerwone, które wydają się nam być jednakowo jasne, a następnie spoglądamy na nie w trakcie ich oddalania, gdy ich jasność widoma maleje, wówczas w pewnej chwili zauważymy, że światło niebieskie jest jaśniejsze od czerwonego. Jest to spowodowane zwiększoną czułością pręcików na promienie o krótszej długości fali. W trakcie oddalania światła siatkówka stopniowo przełącza się z widzenia za pomocą czopków, na widzenie przy pomocy pręcików i choć dostrzegamy jeszcze barwy światła, w porównaniu ich jasności decydującą rolę zaczynają odgrywać pręciki.

2.2.5 Klisza fotograficzna

- w astronomii wykorzystuje się zwykle klisze szklane, na których – w warstwie żelatyny – zawieszone są kryształki jednego z halogenków srebra, np. bromek srebra, AgBr
- padający na kryształ foton wzbudza elektron i przenosi go do pasma przewodnictwa, pozostawiając dodatnio naładowaną dziurę
- uwolniony elektron dość szybko zostaje unieruchomiony przez defekt krystaliczny bądź zanieczyszczenie chemiczne i przyciąga dodatnio naładowany jon srebra, zobojętniając go
- powstały atom srebra unieruchamia teraz kolejne wzbudzone elektrony z pasma przewodnictwa, a te neutralizują następne jony srebra; w ten sposób wokół początkowego, pojedynczego atomu srebra zaczyna się tworzyć ich skupisko
- wywołanie kliszy prowadzi do zwielokrotnienia (rzędu 10^9 razy) ilości atomów srebra w kryształach halogenku tak, że niewidoczny początkowo obraz ujawnia się; w miejscach, gdzie padało promieniowanie, występuje teraz pochłaniające światło srebro, w otoczeniu którego klisza jest nadal przezroczysta; otrzymany obraz jest negatywem
- czułość spektralna kliszy jest ograniczona do fal niebieskich; dodając specjalne barwniki, można ten zakres poszerzyć, wytwarzając np. klisze o zakresie czułości ludzkiego oka
- charakterystyka kliszy: zależność zaczernienia od oświetlenia (rysunek); część liniowa krzywej jest niezbyt długa, stąd niewielki zakres dynamiczny kliszy (występuje też groźny efekt solaryzacji)
- wydajność kliszy rzadko przekracza 1-2 procent

Fotopowielacz

- działa w oparciu o efekt fotoelektryczny zewnętrzny
- zbudowany z umieszczonych w próżni elektrod, oddzielonych szeregiem dynod (rysunek)
- zalety: szeroki zakres liniowości i dość wysoka wydajność kwantowa (10-30 procent)
- wady: możliwość pomiaru jasności tylko jednego źródła światła na raz

CCD

- działa w oparciu o efekt fotoelektryczny wewnętrzny – padające na płytkę półprzewodnika (krzem) fotony przenoszą elektrony z pasma walencyjnego do pasma przewodnictwa (wystarczy do tego mniejsza ilość energii niż w zjawisku fotoelektrycznym zewnętrznym, dlatego maksimum czułości CCD przypada na podczerwień)
- CCD produkuje się w formie płytki krzemowej, na której napylą się elektrody, oddzielające pojedyncze, światłoczułe piksele (rysunek)
- w każdym pikselu położone obok elektrody powodują powstanie dodatniej studni potencjału, w której gromadzą się ruchome elektrony przewodnictwa, wzбудzone przez padające fotony
- po zakończeniu ekspozycji następuje odczyt mozaiki – cykliczne zmiany potencjału elektrod powodują przesuwanie ładunków pikseli w kolumnach w stronę kolumny odczytującej (rysunek); z kolumny odczytującej ładunki trafiają na opornik, powodując powstanie na nim napięcia, które jest rejestrowane i zamieniane na sygnał cyfrowy, który trafia do komputera
- zaletą CCD jest bardzo wysoka wydajność kwantowa (40-90 procent) oraz możliwość rejestracji dwuwymiarowego obrazu (tak, jak klisza)

2.2.6 Kolektory

Tradycyjnie nazywa się je teleskopami.

Refraktory

- wykorzystują zjawisko załamania (refrakcji) fali e.m. na granicy ośrodków; stosowane w zasadzie jedynie w zakresie optycznym
- w charakterze obiektywów teleskopów stosuje się soczewki wypukłe; w ognisku soczewki umieszcza się detektor poprzedzony analizatorem
- soczewki posiadają dwie zasadnicze wady: aberrację sferyczną i chromatyczną
- aberracja sferyczna: promienie równoległe do osi optycznej lecz położone w różnej od niej odległości, skupiają się w różnych miejscach (rysunek)

- aberrację sferyczną koryguje się produkując soczewki, w których promień krzywizny powierzchni po stronie obrazu jest 3 razy większy niż po stronie obiektu; tworzy się także obiektywy wielosoczewkowe
- aberracja chromatyczna: promienie o różnych długościach fali mają inne współczynniki załamania w szkłe i skupiają się w różnych punktach, dając efekt kolorowych obwódek wokół obserwowanych obiektów (rysunek)
- a. chromatyczną koryguje się tworząc obiektywy dwusoczewkowe, z 2 gatunków szkła (crown i flint), zwane achromatami; otrzymujemy wówczas całkowitą korekcję dla jednej długości fali (np. barwy żółtej); w apochromatach stosuje się układy 3 soczewek, dające obrazy bez a. chromatycznej dla większego zakresu długości fal
- największy refraktor ma obiektyw o średnicy 1 metra i znajduje się w Obserwatorium Yerkesa w USA
- większych się nie buduje gdyż trudno stworzyć duże soczewki pozbawione wewnętrznych wad szkła; ponadto duże soczewki ulegają deformacji pod własnym ciężarem i pochłaniają dużo światła

Reflektory

- wykorzystują zjawisko odbicia światła (nie mylić z rozpraszaniem które występuje, gdy nierówności powierzchni są porównywalne lub większe od długości fali – lustro odbija, papier rozprasza)
- odbicie światła nie zależy od długości fali – reflektory nie mają aberracji chromatycznej
- zwierciadło sferyczne wykazuje aberrację sferyczną; można ją usunąć stosując zwierciadło paraboloidalne
- zwierciadło paraboloidalne (w skrócie: paraboliczne) wykazuje aberrację zwaną komą – gwiazdki leżące poza osią optyczną mają wygląd komet (jasne punkciki z warkoczami)
- reflektory można stosować do obserwacji w szerokim zakresie widma: od fal centymetrowych, do ultrafioletu
- fale X z łatwością przenikają przez zwierciadła, gdyż ich długość jest mniejsza od odległości między atomami warstwy odbijającego metalu; można jednak wykorzystać zjawisko odbicia przy kątach padania bliskich 90° , konstruując specjalne zwierciadła (rysunek)
- fale radiowe są na tyle długie, że paraboloidalne czasze radioteleskopu mogą być wyłożone metalową siatką o oczkach mniejszych od długości fali; nie dotyczy to mikrofali, których czasze muszą być bliskie kształtowi paraboloidy z dokładnością ułamka milimetra
- fale radiowe o długości metrowej obserwuje się przy pomocy dipoli, umieszczonych na planie krzyża

2.3 Wpływ atmosfery na fale elektromagnetyczne

2.3.1 Ekstynkcja (osłabienie energii fal e-m)

Związana z występowaniem 2 procesów: absorpcji i rozpraszania

Absorbcja

- pochłanianie fal przez cząsteczki i atomy (prowadzi do zmian poziomów energetycznych: rotacyjnych i wibracyjnych cząsteczek, przeskoku elektronów w atomach, jonizacji atomów)
- powoduje występowanie tzw. okien atmosferycznych: optycznego (zakres widzialny, od 400 nm do 1000 nm), podczerwonego oraz radiowego

Rozpraszanie

- zmiana kierunku i częstotliwości fal w wyniku oddziaływania z cząsteczkami powietrza
- ogólne prawo rozpraszania (prawo Mie):

$$\kappa_{\lambda} \sim \lambda^{-\alpha}$$

gdzie $1 < \alpha < 4$

- $\alpha = 0$ – rozpraszanie na swobodnych elektronach (nieselektywne Thompsonowskie)
- $\alpha = 4$ – rozpraszanie na cząsteczkach i atomach (selektywne Rayleigh'a)
- $\alpha = 1$ – rozpraszanie na cząstkach pyłu porównywalnych z λ
- $\alpha = 0$ – na cząstkach o średnicach dużo większych od λ (rozpraszanie nieselektywne).
- w atmosferze dominuje rozpraszanie na cząsteczkach powietrza, opisane prawem Rayleigh'a
- dlaczego w dzień niebo jest niebieskie?

Długość światła czerwonego $\lambda_{cz} = 650$ nm, niebieskiego $\lambda_n = 450$ nm, $\lambda_{cz}^4 / \lambda_n^4 = 4.3$; w rozproszonym przez atmosferę promieniowaniu Słońca znajduje się ok. cztery razy więcej fotonów niebieskich niż czerwonych

- dlaczego wschodzące bądź zachodzące Słońce jest czerwone?

Gdy Słońce jest nisko nad horyzontem, jego promienie przebiegają znacznie dłuższą drogę w atmosferze niż to ma miejsce w ciągu dnia tak, że nie tylko promienie niebieskie, ale również żółte ulegają rozproszaniu na boki; pozostają promienie pomarańczowe i czerwone i one nadają kolor Słońcu

2.3.2 Refrakcja (zmiana kierunku promieniowania)

Dyspersja prędkości fali e-m wpadającej w atmosfer, spowodowana wzrostem jej gęstości, prowadzi do zmiany jej kierunku (rysunek);

- kąt zakrzywienia toru promieniowania: $r = z - z'$; z – pierwotna odległość zenitalna, przed wejściem w atmosferę, z' – obserwowana odległość zenitalna, zniekształcona przez refrakcję (rysunek)
- w zenicie $r = 0^\circ$, przy horyzoncie $r = 35'$
- efektem powodowanym refrakcją jest opóźnienie momentu zachodu Słońca i zniekształcenie jego tarczy w pobliżu horyzontu

W ciągu dnia tarcza słoneczna ma kształt okręgu, natomiast w pobliżu horyzontu, gdy nasila się zjawisko załamania w gęstych warstwach atmosfery, tarcza słońca ulega spłaszczeniu i przypomina zniekształconą elipsę.

2.3.3 Efekty krótkookresowe: scyntylacja i seeing

Fluktuacje parametrów atmosfery (temperatury, ciśnienia, wilgotności), zachodzą z częstotliwością kilkudziesięciu Hertzów i powodują krótkookresowe zmiany ekstynkcji i refrakcji:

- scyntylacja: zmiany energii promieniowania („gwiazdy mrugają”)
- seeing: zmiany kierunku odbieranego promieniowania („gwiazdy skaczą”)

2.4 Budowa teleskopów i radioteleskopów

2.4.1 Refraktory

- luneta Galileusza (obiektyw – soczewka wypukła, okular – wklęsła), daje obrazy proste
- luneta Keplera (obiektyw i okular – soczewki wypukłe), daje obrazy odwrócone
- lornetka teatralna to układ dwóch lunet Galileusza
- lornetka polowa (pryzmatyczna) to układ dwóch lunet Keplera; pryzmaty zmieniają tor biegu promieni świetlnych, lornetka ta daje obrazy proste
- do fotografii stosuje się tzw. astrografy: refraktory, których obiektywy złożone są z układu wielu soczewek, będących układem skupiającym o niewielkich aberracjach; dają one dobrej jakości obrazy na dużym polu

2.4.2 Reflektory

Obiektywem w większości reflektorów jest wklęsłe zwierciadło paraboliczne; po odbiciu od niego, dalszy bieg promieni świetlnych zależy od rodzaju użytego zwierciadła wtórnego:

- płaskie zwierciadło wtórne, ognisko wyprowadzone w bok tubusa – teleskop systemu Newtona (rysunek)
- hiperboloidalne (w skrócie: hiperboliczne) zwierciadło wtórne, ognisko wyprowadzone w tył przez otwór w zwierciadle głównym – teleskop w systemie Cassegraina (rysunek)
- modyfikacja teleskopu Cassegraina: oba lustra (główne i wtórne) hiperboloidalne, eliminuje to w znacznym stopniu komę (rysunek)
- ognisko Nasmytha (rysunek)

2.4.3 Najważniejsze parametry teleskopów

- Zdolność zbiorcza: zdolność do zbierania promieniowania z dużego obszaru (zwiększa to znacznie oświetlenie detektora); jest to główna korzyść wynikająca z zastosowania teleskopu; zdolność zbiorcza \sim pola powierzchni obiektywu
- Zdolność rozdzielcza: zdolność do rozróżniania drobnych szczegółów; ograniczona w naturalny sposób przez dyfrakcję światła na brzegu obiektywu, wyraża się wzorem:

$$\rho = 1,22 \cdot \frac{\lambda}{D} \quad (2.1)$$

gdzie λ – długość fali, D – średnica obiektywu

- Dla światła widzialnego $\lambda = 550 \text{ nm}$, zatem:

$$\rho = \frac{14}{D},$$

D [cm], ρ ["]

- W praktyce rozdzielczość teleskopów optycznych ogranicza seeing (w górach $\rho \approx 1''$, na nizinach $\rho \approx 3''$)
- Zwiększanie zdolności zbiorczej
Trudności produkcji pojedynczych zwierciadeł o dużych (rzędu 10 m) średnicach powodują, że konstruuje się (na jednym montażu) układy wielu zwierciadeł typu plaster miodu lub układy kilku sferycznych zwierciadeł. Można też połączyć kilka teleskopów, których światło sumuje się
- Zwiększanie zdolności rozdzielczej
 - Interferometria plamkowa (ekspozycje w czasie milisekund dają obrazy statycznie zniekształcone przez atmosferę – „zamrożony seeing” – z których odwrotną transformacją Fouriera odtwarza się oryginalny obraz);

- Optyka adaptacyjna (zmiana kształtu wtórnego zwierciadła z częstotliwością fluktuacji atmosfery i przeciwną do jej wpływu faza)
- Teleskop kosmiczny (poza atmosferą zdolność rozdzielcza ograniczona jedynie dyfrakcją światła)

2.4.4 Wybrane teleskopy optyczne i radioteleskopy

- Bliźniacze teleskopy Keck I, II (średnica każdego 10 m, zwierciadła złożone z 36 segmentów o kształcie sześciokąta foremnego). Na szczycie wygasłego wulkanu Mauna Kea na Hawajach
- Europejski Very Large Telescope (VLT). 4 teleskopy po 8 m każdy. Położony na Mount Paranal w Chile
- HET (Hobby-Eberly Telescope) w Teksasie, 9 m, uproszczona konstrukcja (stałe nachylenie do pionu, zwierciadło sferyczne, sześciokątne elementy)
- Subaru (teleskop japoński na Mouna Kea, Hawaje), 8 m
- Gemini North (Mouna Kea, Hawaje) i South (Cerro Pachon, Chile), 8 m
- GTC (Gran Telescopio Canarias, La Palma, Wyspy Kanaryjskie), 10 m, kopia Keck'a, w budowie
- SALT (South African Large Telescope, kopia HET'a), 10 m, położony w Southerland w RPA, współfinansowany przez UAM w Poznaniu
- LMT (Liquid Mirror Telescope), Uniwersytet w Liege
- Teleskop Kosmiczny Hubble'a (HST). Średnica zwierciadła 2.4 m, krąży na orbicie ok. 400 km nad Ziemią
- Nieruchomy radioteleskop w Arecibo (Ameryka Pd.), o średnicy 300 m
- Sterowalny radioteleskop w Effelsbergu k. Bonn (średnica 100 m)

2.4.5 Teleskopy OA UAM

- Teleskop Fotometryczny (0.4 m, Newton, do fotometrii)
- PST (2 lustra 0.5 m, w ogniskach światłowodów, łączna apertura 0.7 m, do spektroskopii)

2.5 Budowa i zasada działania kamery CCD

2.5.1 Budowa kamery CCD

- Sensor CCD
- Komora CCD (próżnia lub suchy gaz)

- Układ chłodzący komorę CCD:
 - ciekły azot (LN2), odbierając ciepło paruje, trzeba dopełniać średnio raz na dobę
 - CryoTiger (efekt Joule-Thompsona, taki sam, jak w lodówkach sprężarkowych)
 - chłodzenie termoelektryczne (stos Peltiera), wymaga odbierania ciepła (wentylator bezpośrednio na kamerze lub zewnętrzne chłodzenie cieczowe)
- Układ elektroniczny odczytu CCD, digitalizacji, transferu do komputera

2.5.2 Sensory CCD

- Frontside, backside illuminated CCDs (frontside: cheap, less sensitive; backside: expensive, thinned, more sensitive but... fringing!)
- Full frame, frame transfer, interline transfer, orthogonal transfer (OTCCD) CCDs

2.5.3 Proces odczytu i digitalizacji

- w trakcie odczytu ładunki z kolejnych pikseli przepływają przez opornik, powodując powstanie napięcia na oporniku (typowa wartość to $2\mu V/e^-$)
- na sygnał nakłada się szum odczytu, tzw. *readout noise*; charakteryzuje się go podając σ_r (typowa wartość $5e^-$)
- napięcie jest wielokrotnie wzmacniane
- przetwornik A/D zamienia je na sygnał cyfrowy, zgodnie ze swoją rozdzielczością; na ogół stosuje się przetworniki 16-to bitowe, dzielące zakres sygnału (typowa wartość: 10V) na $2^{16} = 65536$ poziomów)
- proces digitalizacji sygnału określa parametr zwanym *system gain*, wyrażany w *Analogue to Digital Unit* (ADU); mówi on, ilu elektronom sygnału CCD odpowiada jeden poziom przetwornika AC/DC (typowa wartość $5e^-/ADU$)
- system gain nie powinien być mniejszy od szumu odczytu
- zakresem dynamicznym kamery nazywamy stosunek maksymalnego ładunku, mogącego zgromadzić się w pikselu (tzw. *full-well capacity*), do szumu odczytu
- przykład:

pojemność piksela $250000e^-$

szum odczytu $\sigma_r = 5e^-$

$1e^-$ powoduje spadek napięcia na oporniku $2\mu V/e^-$

10 woltowy, 16 bitowy przetwornik AC/DC

zakres dynamiczny: $250000/5 = 50000$

rozdzielczość przetwornika AC/DC w V/ADU: $10V/65536ADU = 152.6\mu V/ADU$

system gain $5e^-/\text{ADU}$

rozdzielczość przetwornika w V/e^- : $10V/65536\text{ADU} \cdot 1/5\text{ADU}/e^- = 30.5\mu V/e^-$

chcąc mierzyć pojedyncze elektrony, trzeba zastosować taki wzmacniacz napięcia, który pierwotne $2\mu V$ powiększy do $30.5\mu V$, czyli 15-to krotny

2.5.4 System akwizycji danych

- digitalizacja pojedynczego piksela trwa zwykle $20\text{--}100\mu\text{s}$, co odpowiada częstotliwości $50\text{--}10\text{ kHz}$
- przy czasie $20\mu\text{s}$ i 16-to bitowym przetworniku (65536 poziomów napięcia), kamera przesyła dane z prędkością $50000 \cdot 65536 \approx 800\text{ kb/s}$ czyli 100 kB/s
- dane przesyłane są do komputera zwykle albo łączem szeregowym (pojedyncze łącze, dane przesyłane „po kolei”) lub równoległym (wiele równoległych łączy, dane przesyłane paczkami po 16 bitów)
- w celu ułatwienia wymiany danych między różnymi systemami, koduje się je w formacie FITS (Flexible Image Transport System)
- plik FITS składa się z 3 części: nagłówek, danych i stopki (ang. *tailer*)
- nagłówek zawiera wielokrotność 36 linii po 80 bajtów każda (razem 2880 bajtów); rozmiar ten jest pozostałością po kartach dziurkowanych
- jeśli treść nagłówka jest krótsza, pozostałe miejsce wypełnia się znakami ASCII odpowiadającymi spacji (HEX 20)
- na początku każdej linii znajduje się słowo kluczowe (1–8 znaków)
- przykładowy nagłówek:

1234567890123456789012345678901234567890

SIMPLE	T
BITPIX	16
NAXIS	2
NAXIS1	512
NAXIS2	512
BZERO	
BSCALE	
OBJECT	
TELESCOP	
INSTRUME	
OBSERVER	
DATE-OBS	
DATE	

COMMENT

END

- od bajtu 2881 zaczyna się binarny zapis obrazu w formacie opisanym w nagłówku
- 8-mio bitowe liczby całkowite zapisuje się w 1 bajcie jako unsigned integer
- 16-to bitowe liczby całkowite zapisuje się w 2 bajtach jako signed integers (w kolejności starszy–młodszy bajt)
- plik kończy stopka, dopełniająca go do całkowitej wielokrotności 2880 bajtów zerowymi kodami ASCII (null character)

2.5.5 Redukcja danych

2.5.6 Analiza obrazu

- obraz obserwowanego obiektu jest zniekształcany przez szereg czynników, m.in. przez instrument pomiarowy
- częstym zagadnieniem w astronomii jest problem odtworzenia pierwotnego obrazu z zarejestrowanego sygnału; jest to tzw. *problem inwersji*
- przyk.: teleskop Hubble’a pierwotnie wykazywał znaczną aberrację sferyczną – „prawdziwy” rozkład oświetlenia na detektorze CCD w obserwowanych obrazach gwiazd $T(x, y)$ był zniekształcony przez funkcję opisującą aberrację optyki $I(x, y)$
- mierzony rezultat – funkcję $O(x, y)$ – można zapisać w postaci uproszczonej do jednego wymiaru jako:

$$O(x_1) = \int_0^\infty T(x_2)I(x_1 - x_2)dx_2 \quad (2.2)$$

- powyższą całkę nazywamy *splotem* funkcji T i *jądra* I , opisującego zniekształcenia wprowadzane przez instrument; operacją splotu można zapisać w skrócie w postaci:

$$O = T \star I \quad (2.3)$$

- do inwersji równania 2.3 stosuje się transformację Fouriera:

$$F(s) = \mathcal{F}(f(x)) = \int_{-\infty}^{\infty} f(x)e^{-2\pi ixs}dx \quad (2.4)$$

i odwrotną transformację Fouriera:

$$f(x) = \mathcal{F}^{-1}(F(s)) = \int_{-\infty}^{\infty} F(s)e^{2\pi ixs}ds \quad (2.5)$$

- Stosując *twierdzenie o splocie*, możemy napisać:

$$\mathcal{F}(O) = \mathcal{F}(T \star I) = \mathcal{F}(T) \times \mathcal{F}(I), \quad (2.6)$$

wobec czego:

$$T = \mathcal{F}^{-1} \left[\frac{\mathcal{F}(O)}{\mathcal{F}(I)} \right] \quad (2.7)$$

- W praktyce uzyskiwanie nieznieskształconych danych poprzez zastosowanie równania 2.7 jest utrudnione z powodu 2 czynników:

1. Informacja uzyskiwana jest w sposób dyskretny (np. piksele na detektorze CCD), nie można zatem uzyskać ciągłych funkcji; jednocześnie nie można uzyskać wartości tych funkcji w całym zakresie ich zmienności (przedział $(-\infty, \infty)$)
2. W trakcie pomiaru obecny jest szum, który wprowadza niejednoznaczność pomiaru; szum ten można przedstawić w postaci dodatkowej funkcji $N(x)$ w równaniu splotu:

$$O(x_1) = \int_0^\infty T(x_2) I(x_1 - x_2) dx_2 + N(x_1) \quad (2.8)$$

Rozdział 3

Fotometria

3.1 Wielkości gwiazdowe

System wielkości gwiazdowych.

- wprowadzony w pierwszych katalogach gwiazd starożytnych Greków
- najjaśniejsze gwiazdy były pierwszej wielkości, najślabsze – szóstej
- wprowadzenie teleskopu zwiększyło zasięg obserwacji; obecny system wielkości gwiazdowych oparty jest o definicję Normana R. Pogsona (1856):

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log \left(\frac{E_1}{E_2} \right), \quad (3.1)$$

gdzie E_1, E_2 to oświetlenia od dwóch gwiazd (wyrażone np. w W/m^2 lub luksach), a m_1, m_2 – odpowiadające im jasności w wielkościach gwiazdowych

- jednostką *wielkości gwiazdowej* jest *magnitudo*, w skrócie *mag*
- zero na skali magnitud definiuje się w oparciu o wybrany obiekt na niebie; przyjmuje się, że w zakresie czułości oka gwiazda α Lyrae (Vega) ma jasność $m_0 = 0\text{mag}$
- wzór Pogsona przyjmie wówczas postać:

$$m = 14^{\text{m}} - 2.5 \log(E), \quad (3.2)$$

gdzie E wyrażone jest w luksach.

3.2 System fotometryczny

- nie ma detektorów, mierzących oświetlenie w pojedynczej długości fali
- mierząc je w pewnym zakresie, trzeba uwzględnić:
 - różnice w rozkładzie energii źródeł promieniowania (funkcja $E(\lambda)$)

- przepuszczalność atmosfery na różnych długościach fali (funkcja $a(\lambda)$)
- krzywa odbijalności i/lub przepuszczalności optyki teleskopu (funkcja $t(\lambda)$)
- krzywa przepuszczalności filtra (funkcja $f(\lambda)$)
- krzywa czułości detektora (funkcja $d(\lambda)$)

- łączny efekt można zapisać w postaci:

$$m = -2.5 \cdot \log \int_0^\infty E(\lambda) a(\lambda) t(\lambda) f(\lambda) d(\lambda) d\lambda + m_0 \quad (3.3)$$

- obserwując z powierzchni Ziemi dany obiekt, nie mamy wpływu na postać funkcji $E(\lambda)$ i $a(\lambda)$ (choć $a(\lambda)$ można w pewnym zakresie modyfikować, wybierając miejsca wysoko w górach)
- pozostałe funkcje definiują system fotometryczny, opisywany funkcją $s(\lambda) = t(\lambda) f(\lambda) d(\lambda)$
- w astrofizyce prawie zawsze używa się teleskopów zwierciadlanych ($t(\lambda)$ słabo zależy od λ), dlatego często w $s(\lambda)$ pomija się funkcję teleskopu
- przybliżony sposób określania $s(\lambda)$:

- efektywna długość fali:

$$\lambda_{ef} = \frac{\int_0^\infty \lambda s(\lambda) d\lambda}{\int_0^\infty s(\lambda) d\lambda} \quad (3.4)$$

- szerokość połówkowa (FWHM – *Full Width at Half Maximum*)

- do zdefiniowania skali magnitud w danym systemie fotometrycznym trzeba zmierzyć w nim pewien zestaw gwiazd, zwanych standardami fotometrycznymi

3.3 Rodzaje sytemów fotometrycznych

3.3.1 Wizualny

- $\lambda_0 \approx 510\text{nm}, \Delta\lambda \approx 200\text{nm}$
- pomiar w oparciu o metody: stopniową Argelandera, czy interpolacyjną Pickeringa; na początku XX w. zaczęto też stosować fotometry wizualne: klinowy i polaryzacyjny

Katalogi jasności wizualnych:

Wykonane gołym okiem			
Ptolemeusz	II w. n.e.	1022 gwiazdy	średni błąd
Al Sufi	X w.	1150 gwiazd	jasności $\pm 0^m.5$
Teleskopowe			
Bonner Durchmusterung (BD)	XIX w.	ok. 450 tys. gw.	średni błąd
Cordoba Durchmusterung (CoD)	XIX w.	ok. 610 tys. gw.	jasności $\pm 0^m.35$
Wykonane fotometrem wizualnym			
Revised Harvard Photometry (HR)	1908 r.	9110 gwiazd do $6^m.5$	dokładność $0^m.1$
Potsdamer Durchmusterung	1907 r.	14190 gw. do $7^m.5$	dokładność $\pm 0^m.06$

3.3.2 Fotograficzny

- $\lambda_0 = 427 \text{ nm}$, system fotograficzny
- $\lambda_0 = 543 \text{ nm}$, system fotowizualny
- pomiar jasności na kliszy: pierwotnie za pomocą fotometrów wizualnych, później: fotometrów fotoelektrycznych, tzw. mikrofotometrów
- gwiazdy standardowe zawarte w tzw. Północnym Ciągu Biegunowym (NPS, *North Polar Sequence*)
- NPS zawiera 96 gwiazd o jasnościach $2^m - 20^m$
- wtórne standardy: HSR (*Harvard Standard Regions*), gwiazdy rozłożone równomiernie na niebie północnym, jasność do 15^m , dokładność $\pm 0^m.08$

3.3.3 Fotoelektryczny

- system UBV Johnsona i Morgana (1953)
- reflektor z aluminizowanym zwierciadłem, fotometr fotoelektryczny RCA 1P21, zestaw filtrów U, B, V (ultrafioletowy, niebieski i żółty)

	U	B	V
$\lambda_0[\text{nm}]$	360	440	550
$\Delta\lambda[\text{nm}]$	70	100	90

- rozszerzony później o zakresy R i I:

	R	I
$\lambda_0[\text{nm}]$	700	900
$\Delta\lambda[\text{nm}]$	220	240

- standardy fotometryczne w systemie UBV: 10 jasnych gwiazd (jasność V $2^m - 6^m$), dla których wyznaczono janości U,B,V z dokładnością $0^m.01$
- wtórne standardy to zbiór kilkudziesięciu gwiazd o jasnościach do 11^m
- istnieją też systemy wąskopasmowe: Stromgren'a, u,v,b,y

	u	v	b	y
$\lambda_0[\text{nm}]$	350	410	467	547
$\Delta\lambda[\text{nm}]$	34	20	16	24

oraz Thuan-Gunn'a u,v,g,r,i

	u	v	g	r	i
$\lambda_0[\text{nm}]$	353	398	493	655	820
$\Delta\lambda[\text{nm}]$	40	40	70	90	130

3.3.4 CCD

- inna krzywa czułości CCD wymaga przedefiniowania systemu Johnsona i Morgana w zakresie R i I
- nowy system Kron-Cousins

	R_C	I_C
$\lambda_0[\text{nm}]$	650	800
$\Delta\lambda[\text{nm}]$	100	150

- najczęściej wykorzystywanymi standardami w tym systemie są standardy Landolta, położone równomiernie wzdłuż równika niebieskiego

3.3.5 Filtry SDSS: Sloan Digital Sky Survey

- u,g,r,i,z
- będą stosowane również w Pan-Starrs

3.4 Pomiar jasności instrumentalnych

3.4.1 Obraz gwiazdy na ramce CCD

Zakładamy, że gwiazdy są punktami świetlnymi. Na ich obraz na CCD mają wpływ:

- dyfrakcja światła
- seeing
- błędy prowadzenia teleskopu
- błędy optyki teleskopu (aberracje, złe ogniskowanie)

Fotometria aperturowa, profilowa, metoda odejmowania obrazów

3.5 Wpływ atmosfery na obserwacje fotometryczne

3.5.1 Promieniowanie monochromatyczne

- W zakresie widzialnym podstawowym składnikiem ekstynkcji atmosferycznej jest rozpraszanie
- Rozpraszanie \sim drogi, gęstości, oświetlenia i współczynnika rozpraszania
- Rozpraszanie opisuje prawo Bouguera:

$$dE = \kappa(\lambda)\rho(h)E(\lambda)ds \quad (3.5)$$

- Przyjmując model płasko-równoległej atmosfery mamy:

$$ds = -dh \sec z$$

(minus stąd, że ds i dh mają przeciwne zwroty)

- Zatem:

$$dE = \kappa(\lambda)\rho(h)E(\lambda) \sec z dh$$

i dalej:

$$\frac{dE(\lambda)}{E(\lambda)} = \kappa(\lambda)\rho(h) \sec z dh \quad (3.6)$$

- Niech jasność pozaatmosferyczna gwiazdy wynosi E_0 , a jasność zmierzona na powierzchni Ziemi – E . Całkując od powierzchni Ziemi ($h = 0$) aż do wyjścia poza atmosferę ($h = \infty$) mamy:

$$\int_E^{E_0} \frac{dE(\lambda)}{E(\lambda)} = \int_0^\infty \kappa(\lambda)\rho(h) \sec z dh$$

- Dalej otrzymamy:

$$\ln \frac{E_0}{E} = \int_0^\infty \kappa(\lambda)\rho(h) \sec z dh$$

$$\frac{E_0}{E} = \exp \left(\int_0^\infty \kappa(\lambda)\rho(h) \sec z dh \right)$$

- Zanedbujemy refrakcję (dla $z < 80^\circ$), zatem z nie jest funkcją h ; $\kappa(\lambda)$ jest stałe na drodze promieni, więc:

$$\log \left(\frac{E_0}{E} \right) = \log e \cdot (\kappa(\lambda) \sec z \int_0^\infty \rho(h) dh)$$

- Niech jasność pozaatmosferyczna gwiazdy wynosi m_0 , a jasność zmierzona na powierzchni Ziemi – m . Wówczas:

$$m_0 - m = -2.5 \log e \cdot (\kappa(\lambda) \sec z \int_0^\infty \rho(h) dh)$$

lub prościej:

$$m - m_0 = k \sec z,$$

gdzie k jest współczynnikiem ekstynkcji.

- Oznaczając jasność widomą gwiazdy w zenicie przez m_1 mamy:

$$k = m_1 - m_0$$

czyli współczynnik ekstynkcji mówi nam, o ile słabsza jest – w skali magnitud – gwiazda obserwowana z powierzchni Ziemi w zenicie od swej pozaatmosferycznej jasności.

- Dla innych z jasność gwiazdy będzie jeszcze mniejsza; przykład dla jasności w świetle żółtym:

z	$\sec z$	X	$m - m_1$
0°	1.00	1.000	0 ^m 00
30°	1.16	1.154	0 ^m 03
60°	2.00	1.995	0 ^m 23
85°	11.47	10.400	1 ^m 77

- Dla $z > 70^\circ$ należy uwzględnić efekt kulistości atmosfery i zamiast $\sec z$ stosować tzw. funkcję masy powietrza X , która wyraża się wzorem:

$$X = \sec z - 0.0018167(\sec z - 1) - 0.002875(\sec z - 1)^2 - 0.0008083(\sec z - 1)^3$$

- Wówczas mamy:

$$m = m_0 + kX \quad (3.7)$$

3.5.2 Wyznaczanie współczynnika k

Metoda Bouguera

- Obserwujemy jasność instrumentalną gwiazdy (lub grupy gwiazd na jednej ramce CCD) na różnych X w ciągu nocy
- W idealnym przypadku należy zacząć, gdy gwiazda wschodząc osiąga $X = 2$, obserwować ją na wielu pośrednich odległościach zenitalnych aż do chwili, w której zachodząc ponownie osiągnie $X = 2$
- W najprostszym przypadku potrzebne są pomiary jasności instrumentalnych m_1, m_2 dla dwóch różnych mas powietrza X_1, X_2 , przy czym $\Delta X = X_2 - X_1$ powinno spełniać warunek $\Delta X > 0.5$
- Wówczas:

$$k = \frac{\Delta m}{\Delta X}$$

- Jeśli dysponujemy większą ilością pomiarów, wówczas współczynnik ekstynkcji wyznaczamy metodą regresji liniowej

Metoda Hardy'ego

Zwana również metodą *high star – low star*.

- Obserwujemy w podobnym czasie dwa standardy fotometryczne o tych samych wskaźnikach barwy, na dwóch, znacznie różniących się masach powietrza
- Niech wyniki pomiarów są następujące: $\begin{matrix} X_1 & m_{S1} & m_{I1} \\ X_2 & m_{S2} & m_{I2} \end{matrix}$ gdzie m_{I1} oznacza jasność instrumentalną standardu $S1$, którego jasność katalogowa wynosi m_{S1} , zmierzoną na masie powietrza X_1 (analogicznie wartości dla drugiej gwiazdy).

- Ze wzoru (??) mamy:

$$m_{I1} = m_{I1}^0 + kX_1, \quad (3.8)$$

$$m_{I2} = m_{I2}^0 + kX_2 \quad (3.9)$$

gdzie m_{I1}^0, m_{I2}^0 to pozaatmosferyczne jasności instrumentalne obu gwiazd.

- Po odjęciu równiań stronami dostajemy:

$$k = \frac{(m_{I1} - m_{I2}) - (m_{I1}^0 - m_{I2}^0)}{X_1 - X_2}$$

- Ale:

$$m_{I1}^0 - m_{I2}^0 = m_{S1} - m_{S2}$$

więc

$$k = \frac{(m_{I1} - m_{I2}) - (m_{S1} - m_{S2})}{X_1 - X_2}$$

3.5.3 Promieniowanie z szerszego zakresu długości fal

- Powyższe rozważania są prawdziwe dla promieniowania monochromatycznego. W fotometrii szerokopasmowej używa się filtrów przepuszczających szeroki zakres długości fal – w takim przypadku należy uwzględnić zależność κ od λ (rysunek)
- W takim przyp. współczynnik ekstynkcji atmosferycznej rozbijamy na 2 człony:

$$k = k' + k''(B - V)$$

3.5.4 Wyznaczanie współczynników k' i k''

3.6 Transformacja do systemu standardowego

Rozdział 4

Spektroskopia

Spektroskopia jest najważniejszym działem współczesnej astrofizyki. Zajmuje się badaniem zmian oświetlenia w zależności od długości fali e-m.

4.1 Podstawowe zjawiska fizyczne

W spektroskopii wykorzystuje się zjawiska interferencji (siatki dyfrakcyjne) i dyfrakcji różnicowej (pryzmaty).

4.1.1 Załamanie światła w pryzmacie

- Współczynnik załamania n dla danego szkła jest funkcją długości fali świetlnej.
- Kąt odchylenia promienia θ jest najmniejszy przy symetrycznym przejściu światła przez pryzmat; wówczas:

$$\theta = 2 \arcsin \left\{ n(\lambda) \sin \left(\frac{\alpha}{2} \right) \right\} - \alpha \quad (4.1)$$

- W takim przypadku dyspersja wynosi:

$$\frac{d\theta}{d\lambda} \sim \frac{1}{(\lambda - C)^2} \quad (4.2)$$

- Przyk.: pryzmat ze szkła flint, $\alpha = 60^\circ$, dyspersja dla $\lambda = 400$ nm prawie 5 razy większa, niż dla $\lambda = 700$ nm

4.1.2 Pryzmat obiektywowy

4.1.3 Spektrograf szczelinowy

4.2 Siatka dyfrakcyjna

Rysunek 4.1: Zmiana współczynnika dyspersji szkła Crown w zależności od długości fali światła

Rozdział 5

Rotacja gwiazd

5.0.1 Pomiar bezpośredni

Rotacja Słońca

- z ruchu plam słonecznych – rotacja różniczkowa, na równiku okres 25 dni, na biegunie ok. 35 dni
- z efektu Dopplera, obs. fragmentów powierzchni: na równiku 2 km/s

Gwiazdy zaćmieniowe

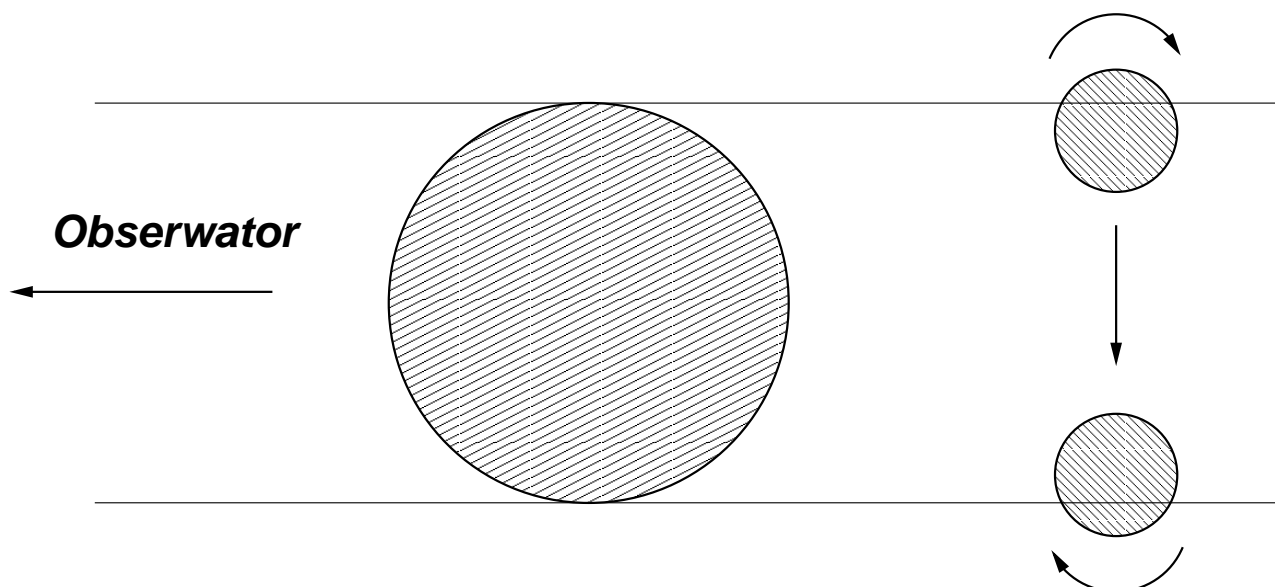
- W czasie zaćmienia widoczne są przez chwilę lewy i prawy skraj tarczy gwiazdy.
- Gwiazdy w *ciasnych* układach podwójnych rotują synchronicznie ($P_{rot} = P_{orb}$).

5.0.2 Pomiar pośredni

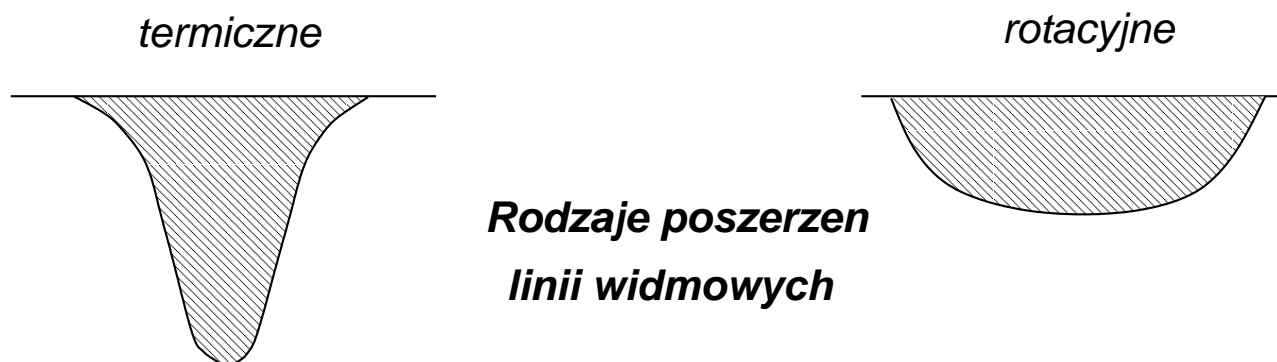
- **Jak?**
Pomiar poszerzenia linii widmowych, spowodowany efektem Dopplera.
- **Problem**
Odseparowanie poszerzenia linii spowodowanego rotacją od innych mechanizmów poszerzenia (temperatura, turbulencja, ciśnienie).
- **Rozwiązanie**
Poszerzenie związane z rotacją daje inny profil linii niż pozostałe

Wyznaczanie prędkości rotacji

- Wyznaczane w oparciu modele atmosfer gwiazdowych
- Istnieją rodziny profili liczonych dla różnych prędkości rotacji gwiazdy



Rysunek 5.1: Bezpośredni pomiar prędkości rotacji gwiazdy możliwy jest w układzie zaćmieniowym, w czasie zakrycia jednego składnika przez drugi.



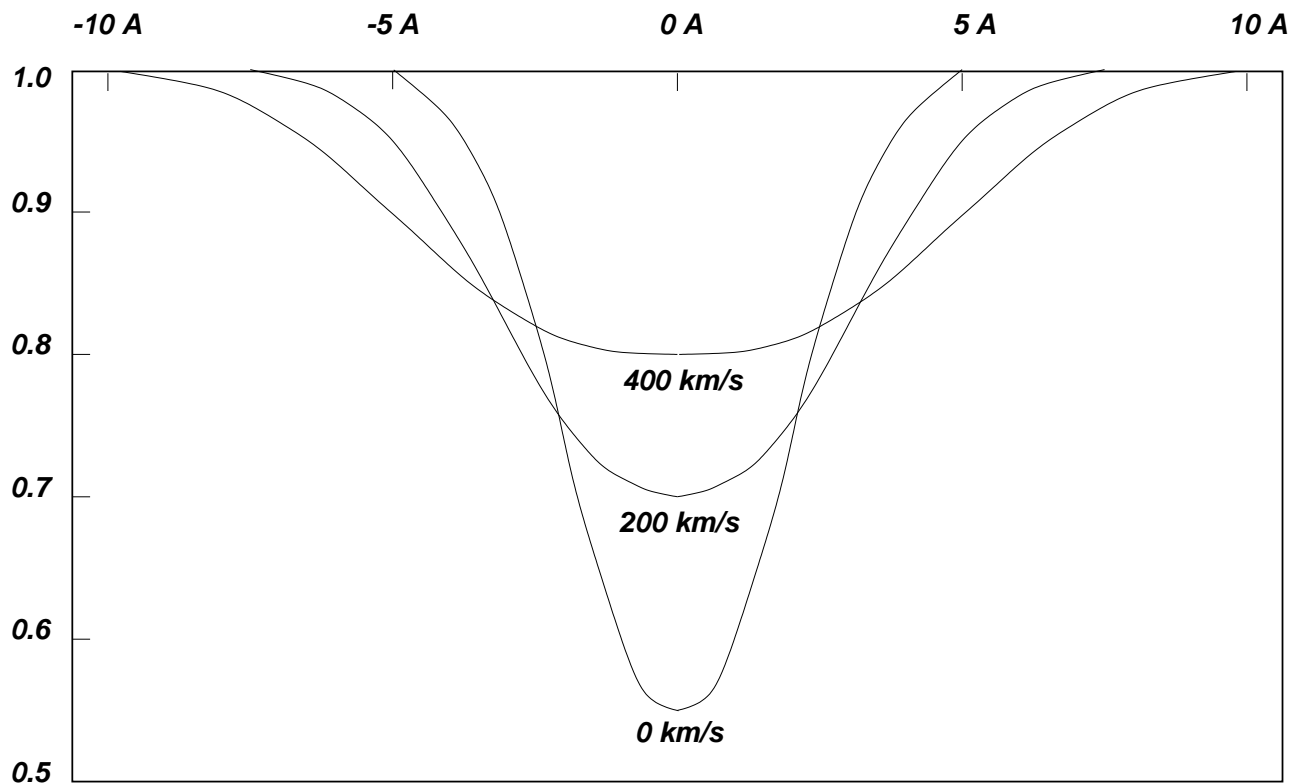
- Porównanie profili teoretycznych z obserwowanymi pozwala wyznaczyć składową prędkości rotacji gwiazdy: $v \sin i$
- $i = 0$ – brak poszerzenia rotacyjnego

Prędkości rotacji gwiazd

- Statystyczne metody wyznaczania v z $v \sin i$
- Zakładamy jednorodny rozkład kierunków rotacji gwiazd w przestrzeni
- Dla poszczególnych typów widmowych liczymy wartości średnie:

$$\bar{v} = \frac{4}{\pi} \overline{v \sin i}$$

- Czynniki $4/\pi$ pochodzą z uśredniania $\sin i$ w zakresie $0, \pi$



Rysunek 5.2: Przykłady teoretycznych profili linii widmowych. Na osi poziomej oznaczono długość fali w Angstrmach, na pionowej – intensywność względną

- Rezultaty obserwacji ok. 3000 gwiazd:

- Dla gwiazd ciągu głównego istnieje zależność średniej prędkości rotacji od typu widmowego

Typ widmowy	Prędkość rotacji
B	200 – 250 km/s
A	100 – 200 km/s
F	15 – 100 km/s
G,K,M	< 15 km/s
Słońce	2 km/s

- Dla wczesnych typów widmowych, karły rotują szybciej niż olbrzymy; dla typów późniejszych jest odwrotnie

Ma to związek z teorią ewolucji gwiazd – olbrzymy późnych typów widmowych pierwotnie były na ciągu głównym w rejonie wczesnych typów i w trakcie ewolucji zachowały szybką rotację

- Nadolbrzymy nie rotują wcale albo ich rotacja jest b. wolna

Wpływ rotacji na atmosfery gwiazd

- Szybka rotacja powoduje spłaszczenie gwiazdy – siła ciężenia na biegunie jest większa niż na równiku. Prowadzi to do różnych warunków fizycznych w atmosferze i wpływa na profile linii widmowych
- Szybka rotacja wpływa na moc promieniowania, temperaturę powierzchni gwiazdy oraz jej ewolucję
- Zastanawia wolna rotacja gwiazd późnych typów widmowych

Gwiazdy powstają z obłoków gazu, które na skutek turbulencji posiadają znaczny moment pędu. W trakcie kurczenia, z powodu zachowania momentu pędu, prędkość kątowna obłoku powinna znacznie wzrastać

- Dwa możliwe wytłumaczenia:
 1. Transfer momentu pędu (gwiazdy podwójne, gromady gwiazd)
 2. Dyssypacja momentu pędu przez pola magnetyczne (wiatr gwiazdowy)

5.1 Pola magnetyczne gwiazd

5.1.1 Efekt Zeemana

- Jeśli źródło widma z liniami emisyjnymi (bądź absorbcyjnymi) znajduje się w polu magnetycznym, linie rozszczepiają się na kilka składników
- W najprostszym przyp. linia rozszczepia się na 3 składowe (*tryplet Lorentza*), środkowa składowa pozostaje w niezmiennym położeniu, pozostałe dwie przesuwają się symetrycznie na boki o

$$\Delta\lambda \sim \lambda^2 H, \quad (5.1)$$

gdzie λ – długość fali, H – natężenie pola magnetycznego.

- Względna intensywność 3 składowych linii zmienia się w miarę zmiany kąta między kier. obserwacji i kierunkiem linii sił pola magnetycznego
- Kier. prostopadły: 3 składowe, intensywność środkowej 2 razy większa od dwóch pozostałych składowych, środkowa spolaryzowana liniowo w kier. równoległym do linii pola, boczne spolaryzowane liniowo w kier. prostopadłym do linii pola
- Kier. równoległy: intensywność środkowego składnika spada do zera, pozostają dwie linie boczne, spolaryzowane kołowo w przeciwnych kierunkach
- Pomiar natężenia pola: wystarczy zmierzyć przesunięcie $\Delta\lambda$ 2 bocznych składowych

5.1.2 Metody pomiaru pól magnetycznych gwiazd

- Po raz pierwszy w 1908 r. Hale mierzy pola magnetyczne plam słonecznych, wynik: 1000 Gausów
- Przykład:
 - Gwiazda z polem $H = 1000 \text{ G}$, linia o długości $\lambda_0 = 430 \text{ nm}$, boczne składowe rozsunięte na odległość ok. $\Delta\lambda = 0.001 \text{ nm}$
 - Jeśli gwiazda rotuje, $v \sin i = 100 \text{ km/s}$, wówczas poszerzenie linii 430 nm wyniesie ok. $\Delta\lambda = \lambda v \sin i / c$, czyli 0.14 nm
- Wniosek: pola magnetyczne gwiazd mierzalne tylko wtedy, gdy są one bardzo silne, a gwiazda rotuje wyjątkowo wolno
- Wartości graniczne: pole 1000 G , $v \sin i = 50 \text{ km/s}$
- Poniżej tych wartości występuje jedynie niewielkie poszerzenie linii, które można próbować zmierzyć jedynie w przypadku braku środkowej linii trypletu
- Metoda: separujemy obie, kołowo spolaryzowane w przeciwnych kierunkach składowe; w ten sposób można zmierzyć rozszczepienie mniejsze od szerokości połówek samych linii
- W celu odróżnienia poszerzenia związanego z polem magnetycznym od poszerzeń np. rotacyjnych lub termicznych mierzymy szerokość wielu linii. Dla różnych linii wielkość rozszczepienia jest różna, wynika ze struktury poziomów energetycznych.
- Najnowsze metody wykorzystują różnice w kierunkach polaryzacji skrzydeł profili linii wodoru

5.1.3 Wyniki pomiarów pól magnetycznych gwiazd

- Większość gwiazd, dla których zmierzono pola magnetyczne, wykazuje zmiany natężenia tych pól.
- Istnieje zależność natężenia pól od typu widmowego: najsilniejsze pola obserwuje się dla gwiazd wczesnego typu A (natężenia kilky tysiecy Gausów)
- Pola magnetyczne chłodnych gwiazd są bardzo słabe, dla niektórych z nich zmierzono pola o natężeniu rzędu 100 G

Rozdział 6

Materia międzygwiazdowa

- Skład: 1% pyłu, 99% gazu.
- Możliwość obserwacji w zakresie optycznym:
 - ▶ pył osłabia światło gwiazd, powoduje poczerwienienie, polaryzację
 - ▶ gaz przezroczysty w zakresie optycznym, widoczny gdy – podgrzany – świeci oraz w widmach, dając linie absorbcyjne

6.1 Pył międzygwiazdowy

6.1.1 Współczynnik ekstynkcji międzygwiazdowej

- 1930 r., *Robert Trumpler* publikuje wyniki obserwacji rozkładu przestrzennego gromad otwartych
- Odległość r do gromad wyznacza z paralaks spektroskopowych najjaśniejszych gwiazd w gromadzie
- Średnice gromad D wyznacza z pomiaru ich rozmiarów kątowych d : $D = d \cdot r$
- **Wynik:** rozmiar gromad rośnie systematycznie z odległością
- **Interpretacja:** w przestrzeni międzygwiazdowej znajduje się pył, powodujący ekstynkcję (osłabienie) światła gwiazd
- Jeśli gęstość pyłu jest stała w przestrzeni, wówczas ekstynkcja A proporcjonalna do odległości:
 $A = a \cdot r$
- Średnia wartość a : 1–2 mag/kpc
- Silna zależność a od kierunku
- **Przykład**
w kier. centrum Galaktyki $a = 3$ mag/kpc
gwiazdy w zgrubieniu centralnym odległe o 10 kpc
ekstynkcja $A = a \cdot r = 30$ mag

Przyczyna występowania ekstynkcji

- 2 mechanizmy: absorbcja i rozpraszanie
- Absorbcja: energia promieniowania zamienia się na ciepło, które jest reemitowane w zakresie podczerwonym na fali odpowiadającej temperaturze pyłu
- Rozpraszanie: kierunek rozchodzenia się części światła ulega zmianie, powodując osłabienie jego natężenia w pierwotnym kierunku

6.1.2 Ekstynkcja w chmurach pyłu

- Powyższe rozważania dotyczyły ekstynkcji powodowanej przez pył równomiernie rozproszony w przestrzeni międzygwiazdowej
- Pył występuje również w postaci chmur o zwiększonej gęstości
- Dane obserwacyjne: diagram Wolfa

Diagram Wolfa

- **Założenie 1:** gęstość gwiazd ρ stała w przestrzeni (jest to prawdziwe w bliskim otoczeniu Słońca)
- Zliczamy gwiazdy na niedużym obszarze nieba (wyciętym przez kąt bryłowy ω)
- Liczba gwiazd N wynosi:

$$\begin{aligned} N &= \frac{4}{3}\pi r^3 \rho \cdot \frac{\omega}{4\pi} \\ \log N &= 3 \log r + C_1 \end{aligned}$$

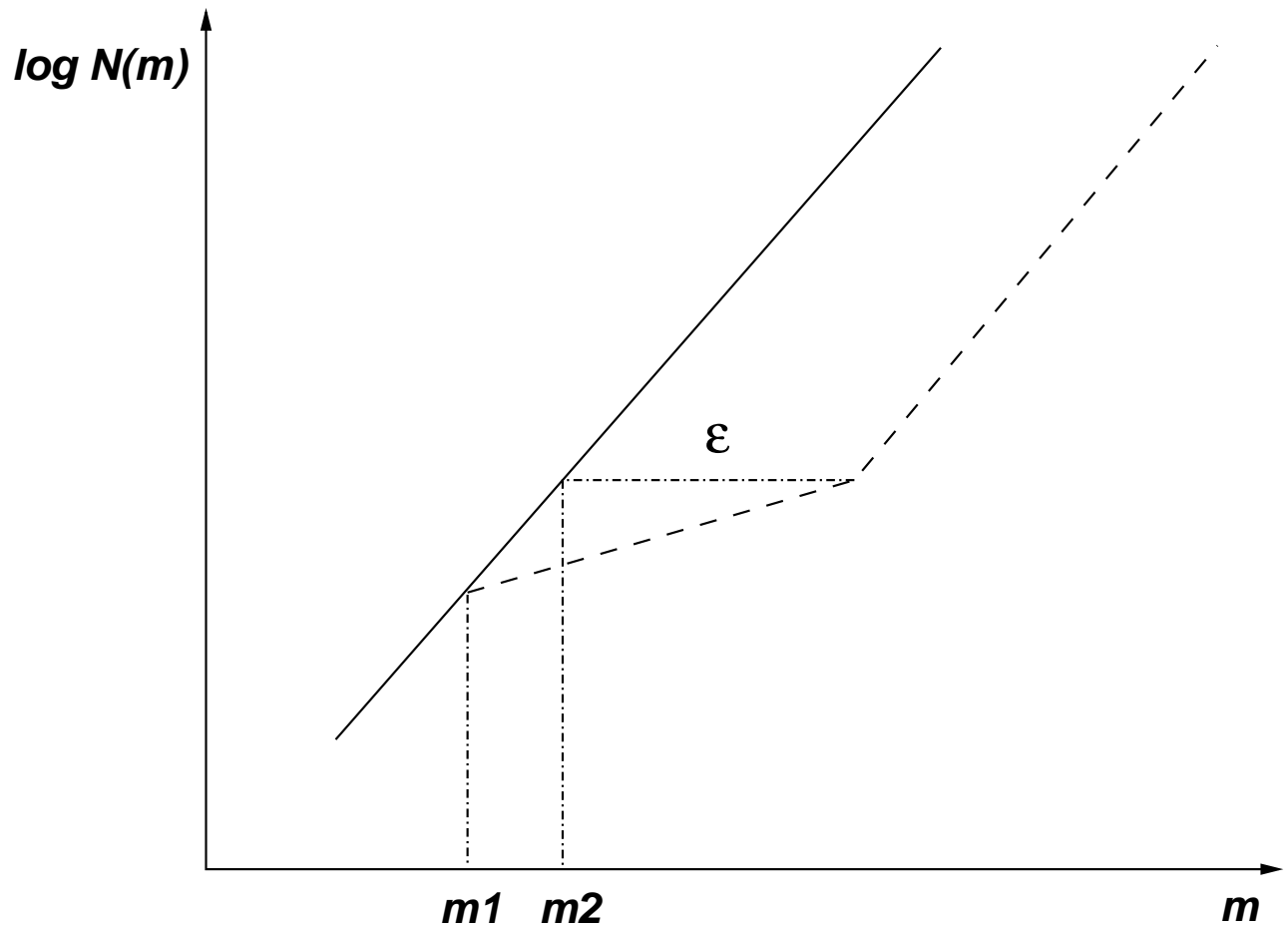
- W badaniach statystycznych łatwiej posługiwać się jasnością widomą gwiazd m niż ich odległością
- **Założenie 2:** rozważamy gwiazdy A0V (typu widmowego A), piątej klasy jasności), mające jednakową jasność absolutną
- Wówczas odległość r można wyrazić jako funkcję jasności widomej m :

$$\begin{aligned} 5 \log r &= m - M + 5 \\ \log r &= 0.2m + C_2 \end{aligned}$$

- A nasza statystyka obejmuje teraz zliczenia nie gwiazd o odległości mniejszej od r lecz jasności większej od m :

$$\log N = 0.6m + C$$

- Diagram Wolfa dla chmury ciemnej materii:



- Z m_1 można wyznaczyć odległość do chmury
- Z m_2 – rozmiary chmury wzdłuż promienia widzenia
- Wyniki:
 - rozmiary chmur do kilkuset parseków
 - duże chmury często podzielone na mniejsze skupiska
 - średnio jedna chmura na 100 pc
 - typowe masy 1–100 M_{\odot}

6.1.3 Poczerwienienie międzygwiazdowe

- Niebieski kolor mgławic refleksyjnych \rightarrow pył rozprasza selektywnie
- Światło gwiazd, przechodzące przez pył, ulega poczerwienieniu
- Powoduje to wzrost wskaźnika barwy gwiazdy $CI = B - V$

- Do mierzenia poczerwienienia służy nadwyżka barwy CE :

$$CE = CI - CI_0$$

gdzie: CI – obserwowany (*observed*) wskaźnik barwy, CI_0 – faktyczny (*intrinsic*) wskaźnik barwy, uzyskiwany np. z widma

- Wskaźnik barwy można definiować również w oparciu o inne zestawy filtrów; taką ogólniejszą jego postać oznacza się literą E , np. $E_{(B-V)}$, $E_{(U-B)}$

Zależność ekstynkcji od długości fali

- Ustalono ją, mierząc jasność w wielu barwach, gwiazd o jednakowych typie widmowym
- Wynik: ekstynkcja $a(\lambda) \sim \lambda^{-1}$
- Dokładniej:

$$a(\lambda) = 6.5 \times 10^{-10} \lambda^{-1} - 2.0 \times 10^{-4} \text{nm} \cdot \text{mag} \cdot \text{pc}^{-1} \quad (6.1)$$

Ekstynkcja a poczerwienienie

- Stosunek ogólnej ekstynkcji w filtrze V (A_V) do selektywnej ekstynkcji (E_{B-V}):

$$R = \frac{A_V}{E_{B-V}}$$

- W wielu obszarach Galaktyki $R \simeq 3.2 \pm 0.2$
- R wykazuje lokalne wahania, w niektórych gęstych obszarach (np. w mgławicy Orion) wzrasta do 7
- Wpływ szerokości filtrów B i V na R :

$$R = 3.20 + 0.21 \cdot (B - V)_0$$

Linia poczerwienienia