

На лов за фотони (кратък практически увод в CCD-фотометрията)

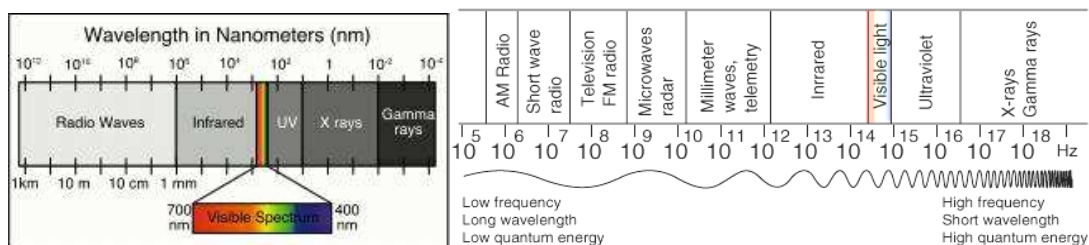
Илиан Илиев

Първите фотони са се появили само 10^{-30} секунди след Големия Взрив. От тогава насетне те изпълват „от край до край” цялата позната нам Вселена, разпространяват се с най-голямата възможна скорост и носят в себе си отпечатъка на физическите процеси и явления, в хода на които са били създадени. Регистрирането на фотони е основно занятие на всеки един съвременен астроном-наблюдател.

Електромагнитното излъчване, без да преувеличаваме, е единствения източник на информация в астрономията. Всичко, което знаем за света около нас, сме получили чрез внимателния, търпелив и задълбочен анализ на това излъчване. Всяко едно астрономическо наблюдение, независимо от размера на използвания телескоп и от вида на приемника на светлина, по тази причина е уникално. Цялата енергия, уловена от нашите телескопи енергия за последните четиристотин години, не надвишава 0.03 киловатчаса.

По стара традиция видимият блясък на звездите се измерва в звездни величини. Понятието за звездна величина е било въведено през втори век пр.н.е. от Хипарх. В средата на деветнайсети век английският астроном Норман Погсън успешно усъвършенства скалата на звездните величини и от тогава тя е такава, каквато я използваме и днес. Звездите от първа звездна величина са сто пъти по-ярки от звездите от шеста звездна величина. Най-ярката звезда на небето – Слънцето, има звездна величина приблизително -26, а най-слабата звезда регистрирана с космическия телескоп Хъбъл има звездна величина около +32.

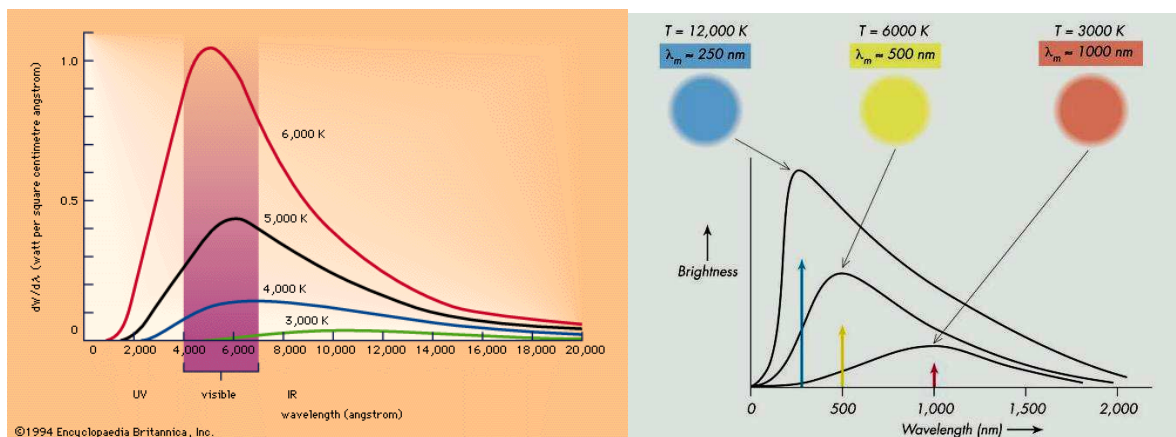
Светлината е вълна – тя има честота и дължина на вълната. Скалата на електромагнитното излъчване по тези два параметъра включва дължини на вълните с големина от няколко километра до няколко фемтометра и честоти от 10^5 до 10^{18} херца. Видимата с нашето око светлина заема само малка част от електромагнитния спектър.



$$\lambda\nu = c$$

Светлината, излъчена от космическите тела, много рядко е монохроматична. Под спектрален състав на светлината ще разбираме разпределението на излъчените фотони в зависимост от тяхната честота или дължина на вълната. Видът на това разпределение се описва от

криви, наречени планкови на името на немския физик Макс Планк, който пръв обяснява начина, по който едно нагрятото тяло излъчва енергия. Съгласно закона на Стефан-Болцман, пълната енергия, която тялото излъчва за единица време (площта затворена под всяка крива) е пропорционална на четвъртата степен на температурата – $F = \sigma T^4$, а положението на максимума на планковите криви се подчинява на правилото на Вин – $\lambda_{\max} T = \text{const}$. Практическото приложение на това правило се съдържа в извода, че по-горещите тела излъчват повече „сини“ фотони, докато по-хладните – повече „червени“. С други думи – цветът е мярка за температурата.



При облъчване на метална повърхност със светлина, от повърхността на метала се отделят фотоелектрони. Това явление се нарича фотоэффект. Опитът показва, че ако към металната повърхност насочим светлина с по-голяма честота, отделените електрони имат по-голяма енергия, техният брой, обаче, остава същия; ако увеличим интензитета на светлината – увеличава се и броят на отделените електрони; и в двата случая светлина с честота по-малка от някаква ν_0 , наречена гранична, не предизвиква фотоэффект. През 1905 г. Алберт Айнщайн дава успешно обяснение на фотоэффекта, като се основава на квантовата теория на светлината, развита от Планк. Според тази теория светрината се излъчва и поглъща на порции (кванти), наречени фотони. Връзката между енергията на фотоните и тяхната честота се дава от формулата $E = h\nu$, където с h е обозначена константата на Планк. И така, според Айнщайн, всеки фотон взаимодейства само с един електрон от електронната обвивка на атома, само фотон с достъчно голяма енергия може да предизвика откъсване на електрон от тази обвивка. Връзката между честотата на падналите фотони и кинетичната енергия на избитите електрони е линейна и се дава от $E_k = h\nu + A_0$, където с A_0 е обозначена тъй наречената отделителна работа – величина специфична за всеки един метал, свързана с работата, необходима за откъсване на електрон от съответния атом. Константата на Планк може да се измери, ако се определи наклона на тази права линия.

През 1911 година американският физик Роберт Миликен решава твърдо да опровергае квантовата теория на светлината и за тази цел провежда серия от блестящи експерименти. Той се

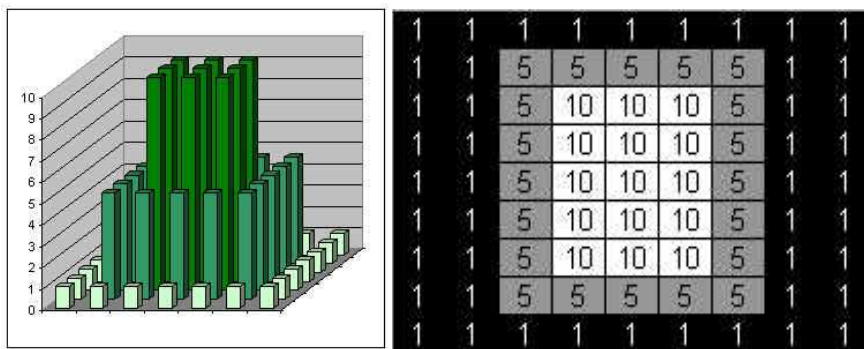
научава прецизно да премахва окисите от различни метални образци и през 1916 година публикува своите резултати. Сам стига до извода, че Айнщайн всъщност е прав. Миликен успява да измери константата на Планк с точност до 5%. Малко по-късно, точно за тези свои резултати, получава Нобелова награда по физика през 1923 година. За разработване теорията на фотоефекта Нобелова награда през 1921 година е получил и Айнщайн. Историята на фотоефекта ни учи, че в науката има нещо много повече от получаването на данни и тяхното публикуване.

Фотоефектът се проявява по различен начин в метали и полупроводници. Откъснатият от метална повърхност фотоелектрон не е свързан физически с мястото, където е попаднал фотона. Можем да измерваме силата на светлината, но не можем да кажем от коя част на астрономическото изображение е получена тя. С други думи, по време на наблюдението можем да изучаваме само един астрономически обект. Най-простото физическо устройство, което работи на принципа на фотоефекта при металите, се нарича фотоклетка (фотоелемент). Устройство с повече от един фотокатод се нарича фотоумножител. Фотоумножителят стои в основата на електрофотометъра, сложен електрооптичен прибор, който астрономите използват, за да измерват интензитета на събраната с телескопите светлина. Използването на полупроводникови структури дава възможност освен кинетичната енергия на фотоелектрона да бъде определено и мястото на неговото създаване. Най-простото полупроводниково устройство, в което се реализира фотоефекта, се нарича пиксел (pixel, от английското PICTURE ELEMENT – картинен елемент). Подредена мозайка от много на брой пиксели образува CCD-чип. CCD-чипът е основен детайл от CCD-камерите. Абревиатурата CCD идва от английското Charge Coupled Device (прибор със зарядова връзка).

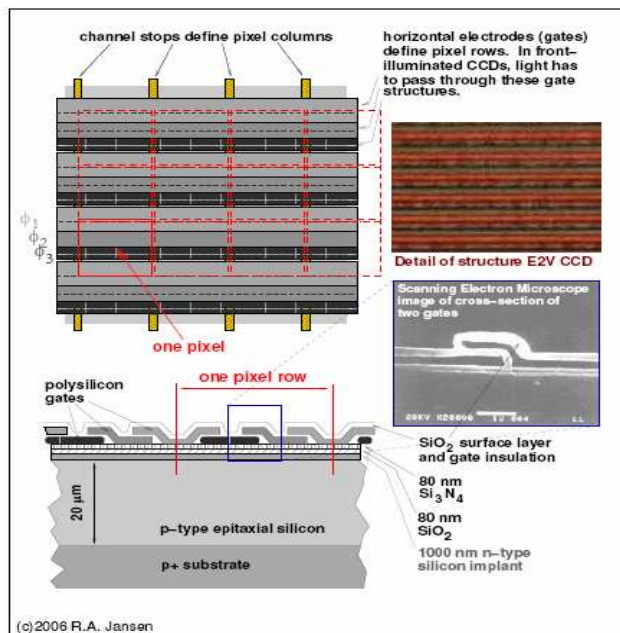
Рожденият ден на CCD-чипа е 17 октомври 1969 година. Само в рамките на един час Джордж Смит и Уилард Бойл от Bell Laboratories успяват да опишат структурата, начина на работа и основното му приложение. Главната им цел била да създадат нов вид полупроводникова памет за компютри. Още тогава станало ясно, че новото устройство може да се използва във видео-телефонните комуникации и за съхраняване на изображения. Основното предназначение на CCD чипа е да превърне оптичното изображение в електронно. После електронното изображение се преобразува в числова форма (дигитализира се) и се запазва като файл в компютъра. CCD-камерите се използват в астрономията от 1983 година. Благодарение на тях способността на телескопите да регистрират светлина нараства почти 100 пъти. Днес всеки, който разполага със CCD-камера и 25-см телескоп, може да улови толкова светлина, колкото астроном от началото на 80-те години, въоръжен до зъби с фотографски плаки и двуметров телескоп.

Като физически обект всеки CCD-чип представлява правилно подредена решетка от пиксели. Също както в една алгебрична матрица и тук можем да въведем колони и редове от пиксели. Преброяването на натрупаните във всеки пиксел фотоелектрони е аналогично на

изпълването на матрицата с елементи, всеки от които има стойност равна на броя на преброените фотоелектрони. Също както при матриците, със CCD-изображенията можем да извършваме математически операции.



Подобно на процесорите, които имаме в нашите компютри, CCD-чиповете (или CCD-матриците) се състоят от метална или керамична подложка (цокъл) и чувствителна на светлината активна зона. Пак там, редом с активната зона в чипа е интегриран сериен регистър и усилвател. В CCD-камерата FLI ProLine-09000, която е монтирана към 60-см телескоп на НАО Рожен, е поставен чип Kodak KAF-09000. Той съдържа 3056 x 3056 пиксела (общо 9.3 мегапиксела), всеки от тях представлява квадрат с размери 12 микрометра. Линейният размер на активната зона е 38.6 на 37.8 милиметра.



Всеки пиксел се състои от три прозрачни хоризонтални електрода и е ограничен от двете си страни с вертикални електроди. Такъв е строежът на най-често срещания тип CCD-чип – „осветен отпред, трифазен”. По отношение на посоката на падащата светлина чиповете биват още „осветени отзад”, а по отношение на фазите на четене – „дву- и четрифазни”. Различават се два режима на

работа на CCD-чипа – „натрупване на сигнал” и „изчитане”. „Натрупването на сигнала” става по време на експозицията. Тогава, чрез подаване на достатъчно голямо положително напрежение (обикновено няколко волта) на средния хоризонтален електрод, се създават условия за образуване на потенциална яма в полупроводниковите структури непосредствено под самия електрод. Тази потенциална яма служи за естествен „контейнер”, където попадат избитите фотоелектрони. По време на „изчитането” на матрицата става последователно подаване на положителни напрежения на горния и долния хоризонтални електроди, в резултат на което акумулираните фотоелектрони попадат първо в серийния регистър, а после и в брояча. Броят на елементарните стъпки, нужни за изчитане на матрица с размери $N \times N$ пиксела е пропорционален на $N(N+2)/2$. CCD-чиповете използвани в професионалната астрономия не са цветни, с други думи, те регистрират целия спектър на попадналата върху тях светлина. Цветните фотографии, правени с цифрови фотоапарати, се получават с друг вид CCD-матрици. В тях пред всеки пиксел стои микролеца и миниатюрен цветен филтър, така че за регистрация биват пропускани само „син”, „зелени” или „червени” фотони. С други думи, ако цветната CCD-матрица съдържа девет мегапиксела, една трета от тях са „сини”, една трета – „зелени” и една трета „червени”.

Обработката на CCD-изображения (наричани още кадри или фреймове) не е аналог на създаването на красиви цветни фотографии. Истинската цел на всяко едно астрономическо наблюдение е да се „надникне” отвъд красотата на снимката, като се потърси отговора на въпроса „защо”. Защо, например, блясъкът на тази променлива звезда се променя точно по наблюдавания начин, защо горещите сини звезди в спиралните галактики предпочитат спиралите, защо повечето от масите на откритите до сега екзопланети са толкова големи...

Всяка една CCD-камера не е нищо друго освен устройство за броене на фотони със своя оптика, електроника и усилватели. Когато получаваме едно CCD-изображение, ние провеждаме физически експеримент, целящ измерването на потока светлина от изследвания обект. Комбинацията от телескоп, приемник и електроника оставя своя уникален отпечатък, който трябва на всяка цена да бъде отстранен. Измерванията на физически величини са подложени на шумове. Същото се отнася и до изображенията, направени със CCD-камера. Обработката им означава да извлечем информация, като контролираме шумовете.

Основните източници на шумове при получаването на едно CCD-изображение и неговата обработка са няколко. На първо място това е така нареченият „естествен” или „квантов” шум. Той е характерен за самия процес на излъчването на фотони. Това е статистически, квантов процес и той се подчинява на законите на квантовата физика. Шумът при излъчването на N фотона е равен на $N^{1/2}$. При това положение качеството на CCD-изображението (или отношението „сигнал/шум” = $N/N^{1/2}$) ще се характеризира с числото $N^{1/2}$. На второ място е термичият шум. Той е проява на друг

естествен процес – създаването на термоелектрони в полупроводниковия субстрат. Те няма как да се отделят от фотоелектроните и по тази причина присъстват в изображението. Количеството термоелектрони, създадени за единица време, силно зависи от температурата. По тази причина всички астрономически CCD-камери имат охлаждане. Третият вид шум се създава от електрониката на камерата по време на изчитане на CCD-матрицата – нарича се шум на четене. Четвъртият вид шум е резултат на самата обработка на CCD-изображението.

Пълноценната обработка на CCD-изображенията предполага получаването на три типа служебни кадри редом с кадрите, които съдържат самото астрономическо изображение. Първият тип служебни кадри се нарича Bias (Offset) или отмествене. Това са кадри с нулева експозиция, а матрицата остава незасветена. Съдържат в себе си данни за шума на четене и „отместването” – определено положително цяло число, добавяно от самата електроника на камерата. „Отместването” присъства във всички кадри, добавено е, и трябва да се извади от тях. Вторият тип се нарича Dark или ток на тъмно. Той отразява големината на тока на тъмно на чипа, значението му зависи от температурата и продължителността на експозицията. Тези кадри се получават с незасветена матрица, а продължителността на експозицията се избира да е равна на експозицията, с която са правени кадрите, съдържащи обекта. Токът на тъмно присъства във всички кадри (без Bias!) и отново трябва да се извади по време на обработката. Третият тип служебни кадри се нарича Flat Field (често само Flat) или „плоско поле”. Той се получава като CCD-матрицата се освети с разсеяна светлина през телескопа. Най-често за източник на разсеяна светлина се използва небето около моментите на изгрева и залеза на Слънцето, или специален, равномерно осветен бял екран, поставен от вътрешната страна на купола на телескопа. Кадрите с плоско поле съдържат в себе си информация преди всичко за неравномерната чувствителност на отделните пиксели, а също така за възможното неравномерно осветяване на чипа от оптиката на телескопа. Върху вида на плоското поле оказват влияние частици прах върху оптичните детайли, разположени близо до камерата, а също така макроскопични и микроскопични дефекти в структурата на самия чип. Всичко изброено присъства без съмнение и в кадрите с обекти. Но докато кадрите Bias и Dark играят роля на събираеми и по тази причина трябва да се извадят от кадрите с обекти, Flat Field играе ролята на множител, ето защо на него трябва да се дели. С други думи – отместването и тока на тъмно са адитивни фактори, а плоското поле – мултипликативен.

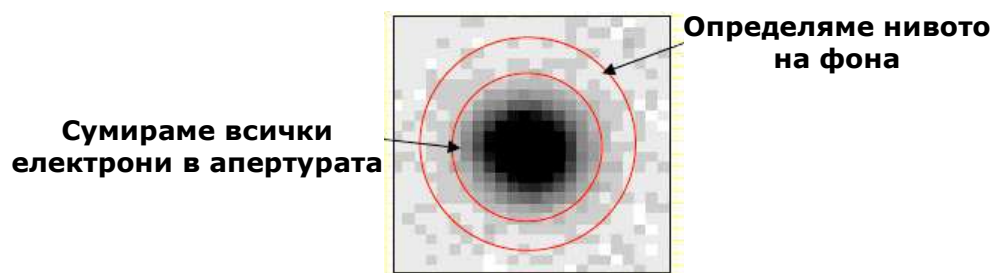
Когато токът на тъмно е малък и неговото значение може да се пренебрегне, обработката на CCD-изображенията включва изваждане на Bias от Flat и кадрите с обекти и разделяне на плоското поле: $(\text{Обект} - \text{Bias}) / (\text{Flat} - \text{Bias})$. Когато токът на тъмно е значителен, той се изважда от кадрите с обекти, след което те се разделят на плоското поле. Правилото, което трябва винаги да се спазва е,

че токът на тъмно трябва да се прави при същата температура и със същата продължителност, както и кадрите, от които той се изважда.

Появата на шум от обработката се обуславя от факта, че каквито и аритметични действия да извършваме с числата, прочетени от кадрите с обекти и от служебните кадри, шумът в крайния резултат неизбежно ще е по-голям от първоначалния шум в кадрите с обекти. Преодоляване на тази вид шум е възможно само ако по време на наблюдението се събира повече сигнал – повече полезна от астрономическа гледна точка информация. Това преди всичко означава да се правят много на брой кадри от типа Bias, Dark и Flat, които в последствие да се усредняват. Същото важи и за кадрите с обекти, стига характерът на самите обекти и логиката на наблюдението да го позволяват. Едно просто правило, известно още като „правилото три осми”, гласи, че три осми от времето през нощта отива за получаване на служебни кадри.

Поставянето на цветни филтри непосредствено пред CCD-камерата позволява реализирането на различни фотометрични системи. Така можем да разберем какъв е спектралния състав на светлината, излъчена от небесния обект, без за това да се налага да получаваме неговия спектър. В астрономията са известни повече от двеста фотометрични системи, най-популярната и най-често употребяваната от тях е системата UVB на Джонсън и Морган. С добавянето на още два филтъра с криви на чувствителност в червения и инфрачервения край на спектъра се получава системата UVBRI, особено често употребявана при наблюдения със CCD-матрици. Разликата между звездните величини на даден астрономически обект, измерени през два от филтрите на някоя фотометрична система се нарича „цвят” или, още по-точно - „цветови индекс”.

Преминаването от пиксели и фотоелектрони към звездни величини става чрез провеждането на така наречената „апертурна фотометрия”. Думата „апертура” има латински произход и в буквален превод на български означава отвор, диафрагма. Провеждането на апертурна фотометрия върху обработени CCD-изображения означава ограждането на интересуващите ни звездни изображения с апертури и преброяването на натрупаните там електрони. Апертурите най-често са кръгли, а размерът им зависи от полуширината на звездното изображение. Отчитането на фона на небето става с помощта на външен за апертурата пръстен, в който не попадат други звезди.



Връзката между измерванията и звездната величина ще се определя от формулите:

$$I = \sum I_{ij} - n_{\text{pix}} * \text{фон}; \quad m_{\text{obs}} = c_0 - 2.5 \log(I),$$

където с I_{ij} е означен броят на фотоелектроните в ij -тия пиксел, n_{pix} е броят на пикселите в апертурата, а с „фон” е означено нивото на фона, определено по външния пръстен. В случая с c_0 е означен нул-пункта. Получените по този начин звездни величини m_{obs} се наричат инструментални. За пълноценната реализация на апертурната фотометрия по CCD-изображения се използват многобройни компютърни програми. Една от най-добрите freeware програми, която с успех работи под Windows, се нарича IRIS. Програмата има достъпен и интуитивен потребителски интерфейс, а по ефективност може да се мери с редица комерсиални продукти. Обновява се често и може да бъде изтеглена от сайта www.astrosurf.com/buil/us/iris/iris.htm.

Инструменталните звездни величини, най накрая, трябва да се коригират за влиянието на земната атмосфера и да се прехвърлят в стандартна фотометрична система.

Няма да бъде никак пресилено, ако се каже, че земната атмосфера е най-големия кошмар за астронома-наблюдател. Последните осемдесет-сто километра от пътя си светлината от звездите изминава за по-малко от хилядна от секундата, но промените, които настъпват в интензитета ѝ и в спектралния ѝ състав са значителни. Прост наблюдателен факт е, че близо до хоризонта звездите изглеждат по-слаби и по-червени, отколкото в зенита. Влиянието на земната атмосфера във фотометрията се описва с понятието „екстинкция”. В превод тази дума означа „отслабване, изчезване”. Земната атмосфера представлява богата смес от различни газове и прахови частици с различни размери. Физическата основа на екстинкцията са процесите на разсейване и поглъщане на светлината в тази смес. И докато поглъщането може да се счита отговорно главно за промяната на спектралния състав (цвета) на светлината, разсейването води предимно до нейното отслабване.

Прието е влиянието на екстинкцията да се измерва във въздушни маси. Въздушната маса X е равна на $\sec(z)$, където z е зенитното отстояние на обекта. Физическият смисъл на тази величина е лесен за разбиране, защото в зенита, където $z = 0^\circ$, въздушната маса $X = 1$. Връзката между въздушната маса, географската ширина на наблюдателя ϕ , деклинацията на обекта δ и часовия му ъгъл t е следната:

$$X = \sec(z) = 1/\cos(z) = 1/(\sin\phi\sin\delta + \cos\phi\cos\delta\cos t); \text{ валидна до } \sec(z) < 2; z < 60^\circ$$

Тази проста формула не отчита сферичността на Земята и нееднаквата плътност на атмосферата по височина; за зенитни отстояния до 80° е в сила друга, емпирична формула, според която:

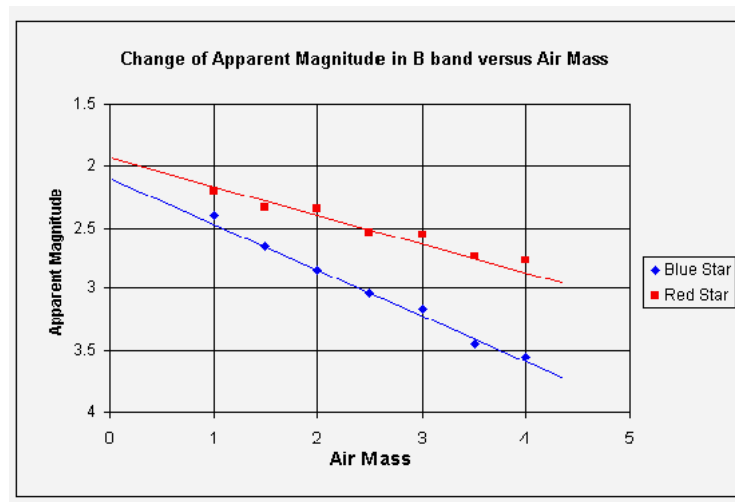
$$X = \sec(z)[1 - 0.0012(\sec(z) - 1)]; \text{ валидна до } \sec(z) < 4; z < 80^\circ$$

Фотометричните измервания при по-големи z , обаче, твърде рядко са успешни.

Зависимостта между въздушната маса X и наблюдаваната при тази въздушна маса инструментална звездна величина $m_{obs,X}$ е линейна:

$$m_0 = m_{obs,X} + k'X + Z,$$

където Z е нул-пункт, а k' се нарича първи коефициент на екстинкция. Този коефициент е свързан с наклона на правата линия, която носи името Бугерова права. Продължаването на правата линия до мястото на абсцисата, където $X = 1$, и измерването на достигнатата звездна величина се нарича привеждане на звездната величина в зенита. Ако продължим правата линия още, ще достигнем мястото, където $X = 0$ (извън атмосферата!). Звездната величина, която ще бъде отчетена в този случай по ординатната ос, се нарича извънатмосферна звездна величина.



Зависимостта на екстинкцията от цвета на звездите се изразява, очевидно, в различния наклон на Бугеровите прави за звезди с различни цветове. В този смисъл равенството може да се запише така:

$$m_0 = m_{obs,X} + k'X + k''(B-V)X + Z,$$

където с k'' е означен втория коефициент на екстинкцията. Той „е отговорен“ за зависимостта от цвета. За него можем да запишем:

$$k'' = (k'_1 - k'_2) / [(B-V)_1 - (B-V)_2]$$

Точността на определяне на втория коефициент на екстинкцията зависи от големината на знаменателя в горната дроб, ето защо за неговото определяне се използват двойки звезди с голяма разлика в цветовете. Можем да въведем, разбира се, и един общ коефициент на екстинкция k , който е равен на сумата $k' + k''(B-V)$.

Преходът от инструментална към стандартна фотометрична система се обуславя от необходимостта получените наблюдения да бъдат сравнявани с други наблюдения. При това става дума за сравняване не само между наблюдения, правени с различни телескопи, филтри и CCD-

камери, но и на наблюдения, правени с един и същ инструмент по различно време. За целта по звезди с предварително известни звездни величини – наречени фотометрични стандарти се търсят връзки от типа:

$$m_{\text{std}} = m_0 + b_0 + b_1(B-V) + b_2(B-V)^2 + \dots$$

После, с помощта на получените коефициенти b_0, b_1, b_2, \dots , изнесените извън атмосферата наблюдаеми звездни величини се трансформират в стандартни. Практически отчитането на екстинкцията и преходът към стандартна фотометрична система изглежда така: 1) С помощта на двойки близко разположени на небето звезди с различни цветове се определя k' . 2) Решение за k' се търси чрез наблюдаване на едни и същи звезди на различно зенитно отстояние. 3) След като k' и k'' станат известни се търси решение за трансформационните коефициенти b_0, b_1, b_2, \dots 4) След като и те станат известни се правят итерации, които започват от стъпка 1). Подобен подход е типичен за времето, когато астрономите масово са използвали електрофотометри. Да припомним, заради спецификата на приемника, с електрофотометър по време на едно насочване на телескопа може да се наблюдава само един обект. Масовото използване на CCD-камери като приемници на светлина позволява обединяването на двете формули:

$$m_{\text{std}} = m_0 + b_0 + b_1(B-V) + b_2(B-V)^2 + \dots \text{ и } m_0 = m_{\text{obs},X} + k'X + k''(B-V)X + Z$$

в една, която изглежда така:

$$m_{\text{std}} = m_{\text{obs},X} + a_0 + a_1X + a_2(B-V) + a_3X(B-V) + a_4(B-V)^2 + \dots$$

В нея известните величини са $m_{\text{std}}, m_{\text{obs},X}$ и $(B-V)$, а търсените – $a_0, a_1, a_2, a_3, a_4, a_5, \dots$

И така, провеждането на CCD-фотометрия на практика изисква последователното изпълняване на следните основни стъпки:

1. Получаването на достатъчен брой Bias, Dark и Flat Field кадри, с тяхна помощ се извършва обработка на CCD-изображенията с обекти;
2. Определяне на коефициентите на екстинкция чрез фотометриране на звезди на различно зенитно отстояние и с различни цветове;
3. Получаване на трансформационните коефициенти за преход към стандартна фотометрична система чрез наблюдения на предварително избрани звезди – фотометрични стандарти.

Определянето на промените в блясъка на дадена променлива звезда като разлика между нейната звездна величина и звездната величина на стандартна звезда с постоянен блясък се нарича диференциална фотометрия. За нейната реализация е достатъчно провеждането на стъпка 1 и донякъде – на стъпка 2. Изпълняването и на трите стъпки и прилагането на получените в стъпки 2 и 3 коефициенти към инструменталните звездни величини на изследваните обекти се нарича „пълна” (all-sky) фотометрия.