



# Приручник

за полазнике Летње школе  
астрономије „Бабин зуб 2004.“

Астрономско друштво  
„Руђер Бошковић“  
Београд



# Приручник

за полазнике Летње школе  
астрономије „Бабин зуб 2004.“

- прво издање -

Астрономско друштво  
„Руђер Бошковић“  
Београд

Аутори:

- Весна СЛАВКОВИЋ ..... сарадник одсека за астрономију  
Истраживачке станице Петница
- Владимир НЕНЕЗИЋ ..... организатор посматрачког програма  
Астрономског друштва „Руђер Бошковић“
- Александар ОТАШЕВИЋ ..... предавач у Планетаријуму  
Астрономског друштва „Руђер Бошковић“
- Горан ПАВИЧИЋ ..... предавач у Планетаријуму  
Астрономског Друштва „Руђер Бошковић“

Издавање овог приручника финансијски је омогућило  
Министарство науке и заштите животне средине  
Републике Србије

Тираж: 100 примерака

Издаје и штампа: Астрономско друштво „Руђер Бошковић“, Београд

---

---

## Садржај

|                 |     |
|-----------------|-----|
| Предговор ..... | vii |
|-----------------|-----|

### I

#### Теоријски део

|                                   |   |
|-----------------------------------|---|
| Комете и метеороидни потоци ..... | 9 |
|-----------------------------------|---|

*Весна Славковић*

|                           |    |
|---------------------------|----|
| Наша звезда – Сунце ..... | 17 |
|---------------------------|----|

*Горан Павичић*

|                         |    |
|-------------------------|----|
| Зашто Сунце сија? ..... | 17 |
|-------------------------|----|

|                                |    |
|--------------------------------|----|
| Шта се то кува на Сунцу? ..... | 18 |
|--------------------------------|----|

|                                  |    |
|----------------------------------|----|
| Поглед у унутрашњост Сунца ..... | 19 |
|----------------------------------|----|

---

---

**Међузвездани гас у Галаксији .....23***Александар Оташевић*

|   |    |
|---|----|
| Увод .....                                  | 23 |
| Стања међузвезданог гаса .....              | 24 |
| Коронални гас .....                         | 25 |
| Врели атомски и јонизовани гас .....        | 28 |
| Хладни атомски гас .....                    | 30 |
| Молекуларни гас .....                       | 31 |
| Остаци супернова и планетарне маглине ..... | 33 |
| Галактички еколошки циклус .....            | 34 |
| Међузвездана прашина .....                  | 36 |

**Галаксије .....39***Александар Оташевић*

|  |    |
|--|----|
| Увод .....                             | 39 |
| Хаблова класификација галаксија .....  | 40 |
| Елиптичне галаксије .....              | 44 |
| Спиралне галаксије .....               | 46 |
| Сочивасте и неправилне галаксије ..... | 49 |
| Мало синтезе .....                     | 49 |
| Еволуција галаксија .....              | 50 |
| Тамна материја .....                   | 54 |

**II****Практични део****Телескопи и астроклима .....57***Владимир Ненезић*

|   |    |
|---|----|
| Увод .....  | 57 |
| Зашто је потребан телескоп? .....                 | 58 |
| Зашто се употребљавају различита увељичања? ..... | 60 |
| Оптичке грешке .....                              | 62 |
| Астроклима .....                                  | 66 |

**Аматерски програм посматрања Сунца .....69***Владимир Ненезић*

|                           |    |
|---------------------------|----|
| Увод .....                | 69 |
| Визуелна посматрања ..... | 70 |
| Снимање .....             | 72 |
| Обрада .....              | 78 |

**Посматрање метеора .....81***Весна Славковић*

|                              |    |
|------------------------------|----|
| Неки основни појмови .....   | 81 |
| Анализа и израчунавања ..... | 84 |

# Предговор

*Александар Оташевић*

Овај приручник је написан за потребе полазника Летње школе астрономије „Бабин зуб 2004.“, организоване од 10. до 15. августа 2004. на Бабином зубу, на Старој планини, од стране Астрономског друштва „Руђер Бошковић“ и Астрономског удружења „Андромеда“ из Књажевца. Састоји се од седам чланака подељених у две групе: теоријски и практични, а конципираних тако да у великој мери покрију програм школе. Теоријски чланци дају приказ физичких одлика неких типова објеката који се током школе посматрају, као и процеса којима су ти објекти подвргнути. Практични чланци дају приказ аматерских телескопа и метода аматерског посматрања Сунца. Методе обраде посматрачког материјала су у минималној мери укључене у овај приручник. Ниво изложене материје није сасвим елементаран и захтева познавање основа математике и физике на средњошколском нивоу. Такође, подразумева и познавање основа астрономије на нивоу какав, на пример, пружа „Курс астрономије за почетнике“, који два пута годишње организује Астрономско друштво „Руђер Бошковић“. Иако намењен првенствено полазницима Летње школе, овај приручник сигурно може да послужи и свима другима који имају озбиљну намеру да се аматерски баве астрономским посматрањима, као и онима који само желе да допуне своје теоријско познавање небеских објеката и појава.

*Београд, август 2004.*

# I Теоријски део

## Комете и метеороидни потоци

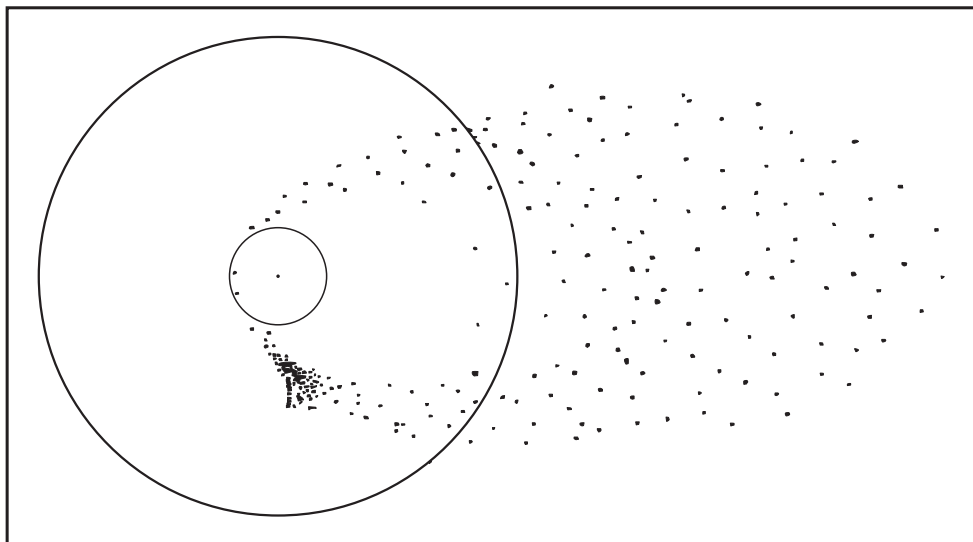
*Весна Славковић*

*Метеори*<sup>1</sup> или „звезде падалице“ честа су појава на небу. Током историје за њих су везиване најразличитије легенде – обично су повезивани са змајевима, најавама великих догађаја или су представљали гласнике из далека. У овој последњој претпоставци случајно се крило и њихово право порекло. Све до друге половине 19. века нико није озбиљно посветио пажњу пореклу метеора. Тада је објављено неколико радова који су потврдили кометно порекло метеора. Коначан доказ овога било је посматрање распада комете 3D/Biela 1864. године и дивног метеорског пљуска, који је уследио 1872. године, после једног орбиталног периода комете.

Комете су тела састављена од смрзнутог гаса (испарљива компонента) и честица прашине, па их често називамо „прљавим

---

<sup>1</sup> Метеор (од метеорон – грчке речи за појаву на небу) је светли траг који за собом оставља честица метеороидног потока након уласка у Земљину атмосферу. Честицу називамо метеороидом док се креће око Сунца у међупланетарном простору, у оквиру метеороидног потока. Ако такво тело падне на површину Земље, онда га називамо метеоритом.



Слика 1: Расејавање метеороида дуж путање матичног тела.

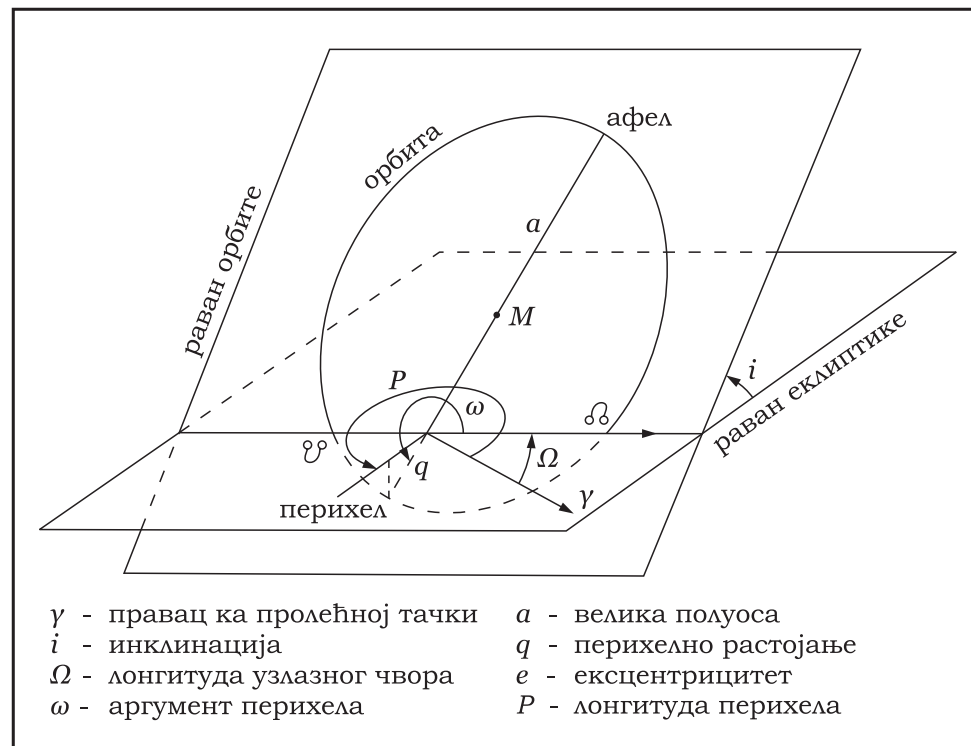
ледом“. Како се комета приближава Сунцу, лед почиње да испарава, ослобађајући честице прашине заробљене у њему. Свака комета има два „репа“ – коме: један чини јонизовани гас и увек је усмерен од Сунца (због Сунчевог зрачења), а други је састављен од честица прашине, расејаних по путањи комете (крећу се под утицајем инерције). Што је комета ближа Сунцу њена активност је све јача (интензивније је избацивање материје са језгра) и после одређеног броја пролазака кроз перихел комета се потпуно истроши. Честице, тек избачене са језгра, имају мало другачије брзине у односу на матичну комету услед бурних процеса испаравања, а последица тога је мало другачија орбита. Ове честице називамо метеороидима. Највећа концентрација метеороида је у околини саме комете, у почетку, али се већ после неколико пролазака кроз перихел приближно равномерно распореди дуж орбите матичне комете (слика 1), формирајући тзв. метеороидни поток.

Свако тело које кружи око Сунца креће се по елипси која лежи у некој равни и у општем случају та равна заклапа неки угао са равни еклиптике. Елементи те елиптичне путање дати су на слици 2.

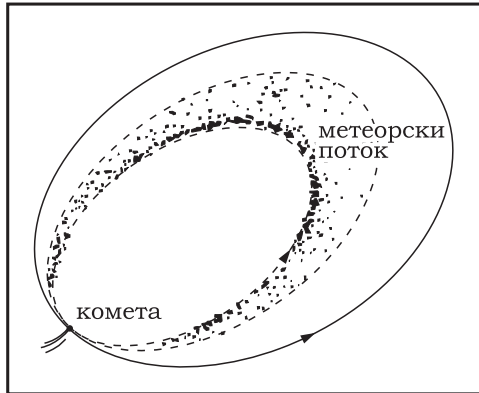
Услед мало различитих брзина, сваки метеороид у потоку описиваће различиту путању око Сунца, одн. имаће мало другачије орбиталне елементе у односу на друге метеороиде. Ове путање су, у оквиру једног метеороидног потока, приближно паралелне и поток

има неку ширину, која је већа на већим удаљеностима од Сунца. На промене орбита метеороида, одн. на ширину потока, утиче неколико битних фактора:

- 1) Различита брзина избацивања са матичног тела.
- 2) Гравитација великих планета (у првом реду Јупитера и Сатурна) – деловање на честице које су у делу путање у близини тих планета, док удаљенији делови потока остају непо ремећени. Овај ефекат долази до изражаја после довољног расејања честица дуж орбите и знатно се повећава при сваком сусрету потока са великом планетом. Израженији је за потоке са малим углом инклинације (већа је вероватноћа да ће се сусрести са планетом).
- 3) Притисак Сунчевог зрачења (делује радијално од Сунца) – појављује се одмах по одвајању честице са матичног тела и зависи од њене величине, облика и масе. Израженији је за метеороиде мање масе, па старији метеороидни потоци садрже углавном



Слика 2: Елементи орбите тела које се креће око Сунца.



Слика 3: Смањење великих полуоса орбита метеороида услед Поинтинг-Робертсоновог ефекта.

крупније честице.

4) Поинтинг-Робертсонов ефекат (одвија се у свим правцима у равни орбите честице) – честица упија Сунчеву енергију са једне стране, а израчује је равномерно у свим правцима. У односу на Сунце, више енергије изгуби са „предње“ стране, што постепено доводи до смањивања велике полуосе њене путање (честица полако „пада“ на Сунце). Након неког времена орбите највећег броја метеороида налазиће се унутар орбите матичног тела

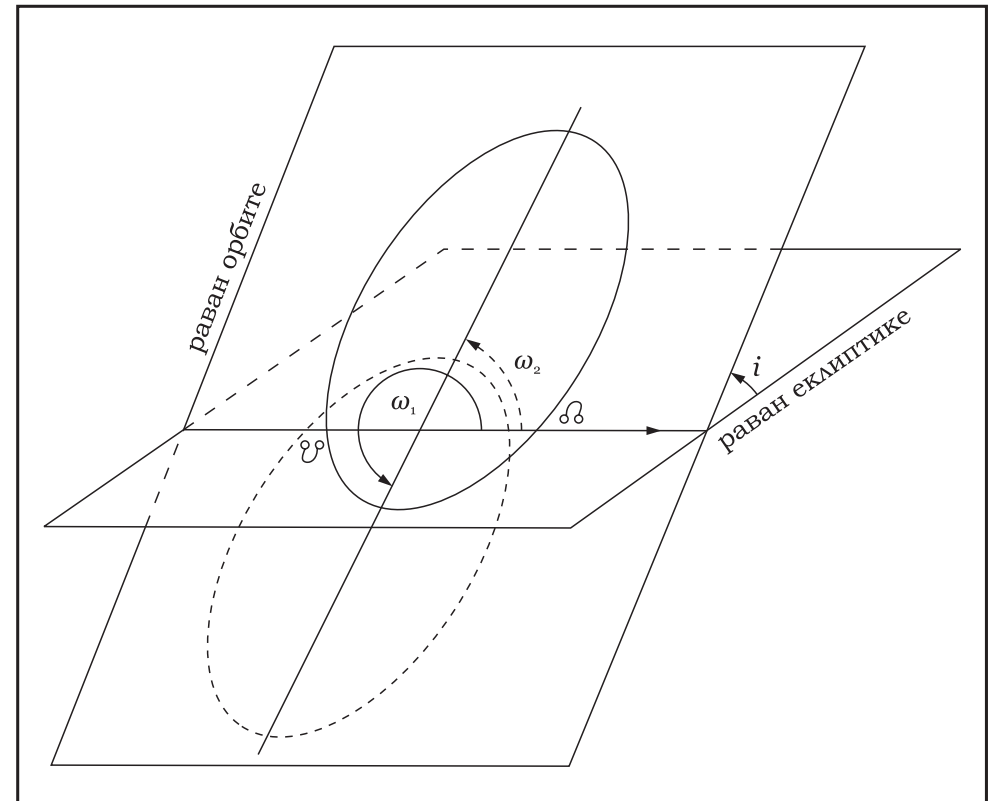
управо због овог ефекта (слика 3.). Ефекат је израженији за ситније честице.

5) Јарковски-Ражијевски ефекат – сличан претходном, али честица не зрачи упијену енергију равномерно (нпр. услед ротирања око своје осе), па ово може довести до смањења, али и до повећања велике полуосе, што узрокује повећање ширине роја.

Сви ови ефекти утичу на структуру потока, расејавајући орбите метеороида, а ако им још придружимо и ерозију услед случајних судара између самих метеороида, поток ће се релативно брзо осути и потпуно нестати. Из ових разлога процењено је да је „животни век“ већине потока око 10 000 година, што је изненађујуће мало. Матично тело (комета или астероид) је, с друге стране, извор нових честица, које ослобађа при сваком проласку кроз перихел, па се на овај начин поток обнавља. Пример за ово је комета P/Halley, за коју је процењено да губи око  $1,5 \cdot 10^{11}$  kg материје при сваком проласку кроз перихел. За претпостављен однос гаса и прашине од 1:5, сматра се да је она „проживела“ 47–70% свог животног века, што одговара броју од 2300 револуција (Најдук, 1987). Уобичајено је да се старост потока процењује на основу броја пролазака кроз перихел. Неке комете, после проласка кроз перихел, бивају привучене, тј. убрзане Јупитеровом гравитацијом, што доводи до радикалне промене њихове путање – велика полуоса може знатно да се промени, а у неким случајевима долази до промене путање из затворене (елипса) у отворену (хипербола) и тада комета напушта Сунчев систем. Наравно, могућ је и супротан след догађаја: комета, која би прошла само један пут поред Сунца на свом изласку из нашег система, привучена Јупитеровом

гравитацијом почиње да кружи око Сунца. Гравитациони поремећаји (пертурбације) у орбитама метеороида, који потичу првенствено од Јупитера, имају мање утицаја на дугопериодичне потоке са великим угловима инклинације. То значи да се неки дугорочнији ефекти могу посматрати на ројевима краткoperиодичних комета.

Током дужег времена, услед прецесије аргумента перихела  $\omega$ , многи ројеви ће развити четири гране. За сваку ротацију  $\omega$  добијају се четири роја (слика 4). Како и лонгитуда перихела такође прецесира, ови ројеви ће имати и нове положаје чворова. Инклинација орбите, као и положај апсиде такође се могу мењати и онемогућити сусрете Земље са ројем али исто тако, услед прецесије Земљине поларне осе, она може поново наићи на дати рој.



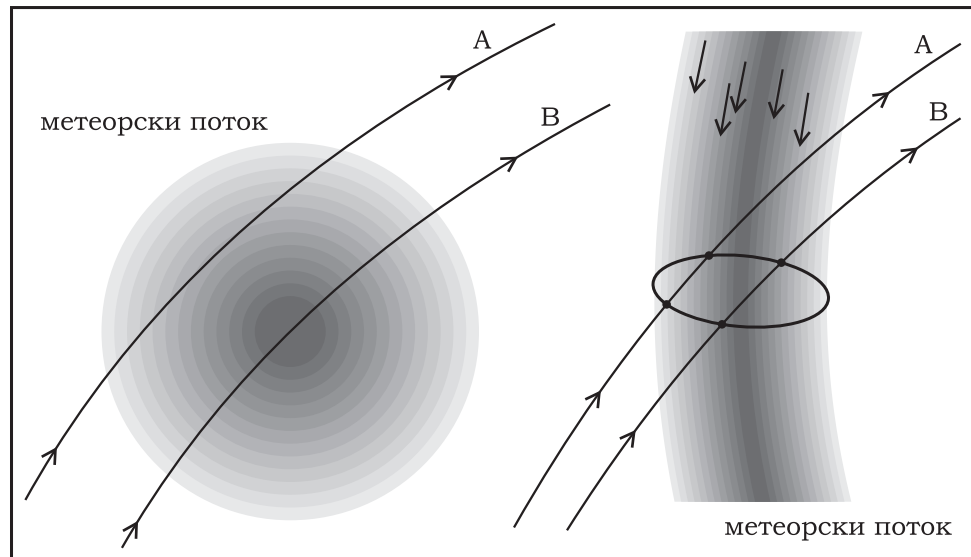
Слика 4: Прецесија аргумент перихела доводи до настајања четири чвора на истој чворној линији. У почетном положају (пуна линија) имамо постперихелни улазни и преперихелни силазни чвор. При промени  $\omega$  за  $180^\circ$  настаје преперихелни улазни и постперихелни силазни чвор. Ако Земља прође кроз обе ове области посматрач ће приметити четири засебна роја.



Већина метеорских ројева, као што су Персеиди, активна је сваке године у одређено време. Неки други активни су само повремено – једне или неколико година, а током осталих година њихова активност је мала или неприметна. Пример за овакав рој су Леониди, који су били изузетно активни 1799, 1833, 1866, 1966. и 1998, године када су достигли ранг метеорског пљуска (овај термин користимо када је виђених метеора толико много да су практично непробројиви). Овај рој има добро дефинисан период од 33 године, што је заправо период матичне комете, а већина метеороида је сконцентрисана у њеној блиској околини.

Земља се сусреће са метеороидним потоком када се нађе у близини једног од чворова његове путање (слика 5). Тада посматрач на Земљи бележи постепено појачање, максимум и опадање активности (огледа се у броју виђених метеора) док Земља пролази кроз поток. Активност ће бити већа ако је Земљина путања ближа центру роја и ако се матично тело роја налази близу тог чвора путање. Временско трајање активности зависи од дужине Земљиног пута кроз поток, као и од његове ширине.

Како осипање матичног тела није равномерно, може доћи до избацивања већег броја метеороида у једном тренутку. Ова места згушњавања честица у потоку називају се *филаменти* и уколико Земља



Слика 5: Пролазак Земље кроз метеороидни поток. Слика представља идеализацију структуре потока, која је подложна деловању раније описаних ефеката.

прође кроз неки од њих доћи ће до знатног повећања активности виђене са Земље. Посматрања метеора који потичу од ових филамената су веома важна јер нам пружају директан увид у нов метеороидни материјал. Током више година, можемо да пратимо развој оваквог дела метеороидног потока и утицај свих ефеката на расподелу новонасталих чланова потока.

ЛИТЕРАТУРА:

- Haјдук А.: 1987, *Astronomy and Astrophysics*, 187, 925.  
 Rendtell J., Roggemans P.: 1995, „Meteor Astronomy“, IMO Handbook for Visual Meteor Observations, IMO, Potsdam.

ИЗВОР ИЛУСТРАЦИЈА:

- 1–3 и 5 – преузето из: Rendtell J., Roggemans P.: 1995, „Meteor Astronomy“, IMO Handbook for Visual Meteor Observations, IMO, Potsdam.  
 4 – Весна Славковић

# Наша звезда – Сунце

*Горан Павичић*

Сама помисао на звезде у нашим мислима ствара слику ноћног неба прекривеног хиљадама светлећих тачкица. Помало иронично, али нама најближа и најбоље проучена звезда видљива је једино током дана.

## Зашто Сунце сија?

У давној прошлости људи су схватили да Сунце има изузетно важну улогу у животу на Земљи, уздизали су га на ниво божанства, и чак тада покушавали да објасне шта је извор Сунчеве енергије (топлоте, сјаја). Већина мислилаца античког периода сматрала је да је Сунце нека врста „ломаче” сачињене од угља или дрвета. Грчки филозоф Анаксагора је замишљао Сунце као ужарену стено величине Пелопонеза. До средине XIX века удаљеност и димензије Сунца су одређене са задовољавајућим степеном тачности, тако да су питања о извору Сунчеве енергије постала веома инетересантна. Првобитне идеје су биле у великој мери сличне идејама античких мислилаца:

„Сунце енергију ствара неким видом сагоревања сличним сагоревању угља или дрвета“. Али, рачуном је показано да на тај начин Сунце може да ствара енергију свега неколико хиљада година. Нешто напреднија и далеко ближе истини теорија развија се крајем XIX века и извор Сунчеве енергије повезује са гравитационим сажимањем Сунца: „Сунце енергију ствара сажимањем (смањењем радијуса)“. Током гравитационог сажимања долази до претварања гравитационе потенцијалне енергије у топлотну. Прорачуни су показали да тај механизам може пружити извор енергије Сунцу током 25 милиона година, али у то доба процењена старост Земље на основу фосилних остатака је далеко већа од 25 милиона година. Тек радовима Алберта Ајнштајна постаје јасно који механизам ствара енергију унутар Сунца. Данас, знамо да Сунце ствара енергију процесом нуклеарне фузије, процесом који је толико ефикасан да је у стању да обезбеди Сунцу животни век од десет милијарди година.

На основу нашег садашњег познавања Сунца, одговор на питање „Зашто Сунце сија?“ је у најкраћим цртама следећи: пре око 4,6 милијарди година гравитационо сажимање облака међузвезданог гаса је подизало температуру и густину у центру облака све до тренутка када су се створили услови за одвијање процеса нуклеарне фузије. Енергија створена тим процесом зауставила је сажимање и Сунце је постало стабилна звезда.

## Шта се то кува на Сунцу?

Сан средњовековних алхемичара је претворити нешто чега има у изобиљу (олово) у нешто што је ретко и драгоцено (злато). Њихов сан није остварен, мада...

### Нуклеарна фузија

У самом средишту Сунца (језгро) материја је изложена екстремно високом притиску и температури. Под тим условима материја се не понаша на начин који је нама познат у свакодневном животу, па самим тим има и једно посебно име које описује њено стање – плазма (када је материја у стању плазме електрони који у „нормалним“ условима круже око језгра атома су избачени са својих путања). У том случају имамо позитивно наелектрисана језгра и негативно наелектрисане електроне који се крећу хаотично огромним брзинама. С времена на време долази до тога да се језгра налазе на линији судара. У већини случајева одбојна електромагнетна сила је довољно снажна да спречи судар (истоимена наелектрисања се одбијају). Ако се судар догоди са довољном енергијом (при довољно великој

брзини) језгра се могу „слепити“ и формирати ново теже језгро. То „слепљивање“ је могуће захваљујући постојању тзв. јаке силе (која држи на окупу протоне унутар језгра), једине силе у природи која је у стању да надвлада одбојну силу која постоји између две позитивно наелектрисане честице.

### Фузија водоника: протон-протон ланац

У језгру Сунца долази до фузије водоника у хелијум – та реакција се назива протон-протон ланац и састоји се из неколико корака:

- 1) Два протона (језгра водоника) се спајају формирајући језгро које се састоји од једног протона и једног неутрона (што је уствари изотоп водоника познат под именом деутеријум).
- 2) Створено језгро деутеријума се судара са језгром водоника и ствара се хелијум-3.
- 3) Два језгра хелијума-3 се сударају формирајући језгро хелијума-4.

Свако створено језгро хелијума-4 има масу која је нешто мања од укупне масе четири водоникова језгра која учествују у реакцији (отприлике 0,7%). На Сунцу се сваке секунде 600 милиона тона водоника претвори у 596 милиона тона хелијума – недостајућа четири милиона тона материје се претвара у енергију.

На месту где су алхемичари поклекли, природа је одавно однела победу.

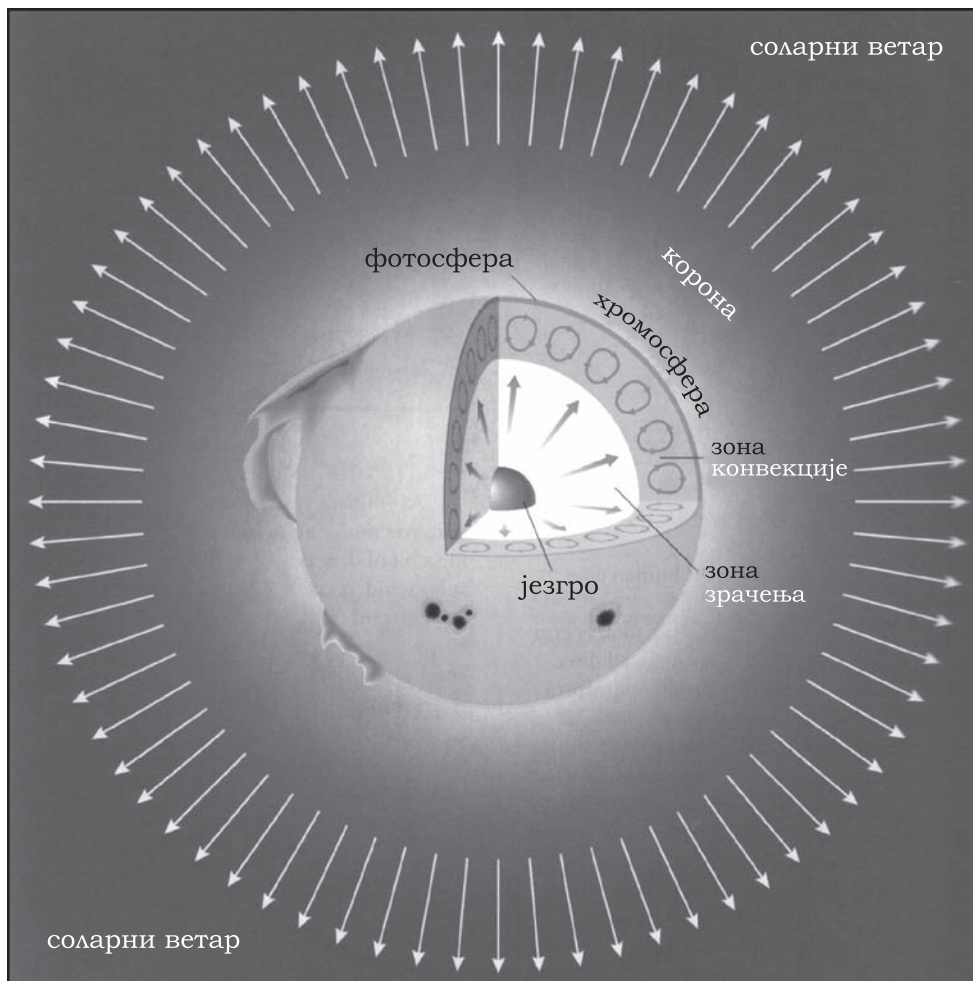
## Поглед у унутрашњост Сунца

Астрономи су у могућности да проучавају унутрашњост Сунца на три начина: математичким моделима, методама хелиосеизмографије и детектовањем неутрина.

Математички модел: основни метод проучавања унутрашњости Сунца је креирање одговарајућег математичког модела којим помоћу физичких закона предвиђамо услове који владају у унутрашњости Сунца.

Хелиосеизмографија: посматрање осцилација Сунчеве површине. Ове осцилације су резултат пропагације звучних таласа у унутрашњости Сунца.

Детектовање неутрина: неутрини су честице које настају током протон-протон ланца у језгру Сунца.



Слика 1: Шематски приказ попречног пресека Сунца.

## Како енергија створена у језгру Сунца стиже до површине?

Дубоко у унутрашњости Сунца плазма је тако густа да  $\gamma$ -фотони који настају приликом фузије водоника, пре него што се сударе са слободним електронима, прелазе изузетно мала растојања ( $\ll 1$  nm); након судара правац кретања се мења тако да  $\gamma$ -фотон насумично лута кроз унутрашњост Сунца удаљавајући се након сваког судара од места на ком је настао. Током кретања,  $\gamma$ -фотони размењују енергију са околином тако да постепено прелазе у фотоне мање енергије. Овај

вид преноса енергије је ефикасан у већем делу Сунчеве унутрашњости (до отприлике 70% Сунчевог пречника). У горњим деловима Сунчеве унутрашњости плазма почиње да апсорбује зрачење које стиже из унутрашњости, при чему се формирају облаци врелог гаса који се дижу ка површини. Тај вид кретања (облаци топлог гаса који се уздижу и облаци хладног гаса који тоне у дубље слојеве) назива се конвекција. Конвективним кретањем енергија створена у језгру Сунца коначно излази на површину Сунца.

## Површина и атмосфера Сунца

Дефинисати површину Сунца није једноставно јер је Сунце у потпуности састављено од гаса. Технички гледано површина Сунца је онај део Сунца са ког фотони напуштају Сунце и одлазе у међупланетарни простор. Овај део Сунца назива се фотосфера. Посматрано голим оком (уз коришћење одговарајућих филтера) површина Сунца је монолитне, једноличне структуре. Посматрањем фотосфере телескопом монолитна структура се губи и уочава се грануласта структура која је последица кретања гаса у конвективној зони.

Атмосфера Сунца се може раздвојити на хромосферу и корону. Хромосфера и корона су изузетно слабог сјаја и не могу се посматрати без посебне опреме или у специјалним приликама (помрачење Сунца).

## Појаве на Сунцу

Најупечатљивија појава на Сунцу су пеге. На видљивом диску Сунца видимо их као тамне области неправилног облика. Пеге се састоји из тамнијег дела (умбре) и нешто светлијег дела који га окружује (пенумбра). Пеге видимо као тамне јер је температура гаса унутар пеге мања од температуре околне фотосфере. Појава пеге је везана са магнетним пољем на Сунцу. Поред пеге, на Сунцу се могу посматрати факуле, светле области у близини пеге, јасно видљиве у близини Сунчевог лимба. Изузетно атрактивна појава на Сунцу су протуберанце, које се уздижу кроз хромосферу и корону и представљају мостове гаса заробљене магнетним пољем. Најенергичија појава на Сунцу су ерупције, појава која има далеко највећи утицај на Земљу.

### ЛИТЕРАТУРА:

Bennett J., Donahue M., Schneider N., Voit M.: 2004, *The Cosmic Perspective*, Pearson Education и Addison Wesley, San Francisco.

### ИЗВОР ИЛУСТРАЦИЈЕ:

1 – преузето из: Bennett J., Donahue M., Schneider N., Voit M.: 2004, *The Cosmic Perspective*, Pearson Education и Addison Wesley, San Francisco.

# Међузвездани гас у Галаксији

*Александар Оташевић*

## Увод

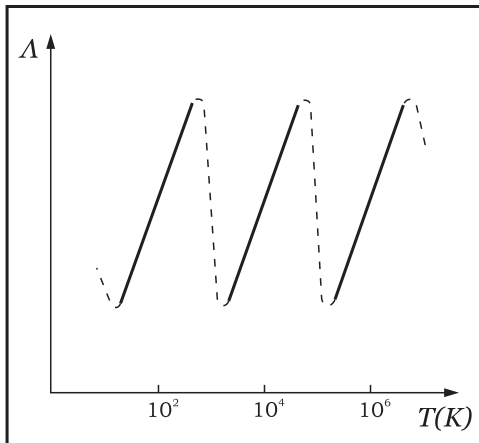
Далеко највећи део масе диска Галаксије је садржан у компактним објектима – превасходно звездама, а мање у звезданим остацима (бели и црни патуљци, неутронске звезде, црне рупе), браон патуљцима, планетама, астероидима, кометама итд – а један мањи део, тј. око  $10^{10}$  маса Сунца, у супстанцијалном делу материје која испуњава простор између тих објеката (међузвездани простор) – тзв. *међузвезданој материји*. Гро супстанцијалног дела међузвездане материје чини *међузвездани гас*. Скоро целокупни међузвездани гас Галаксије сконцентрисан је у галактичком диску, а само један занемарљиви део се налази ван њега, што је последица чињенице да је центрифугална сила, настала услед ротације Галаксије, онемогућила гас из тог региона, не дозвољавајући му да се сконцентрише у централном овалу, да се за дуже време претвори у звезде.

У овом чланку бићете на елементарном нивоу упознати са основним својствима међузвезданог гаса у Галаксији.

## Стања међузвезданог гаса

Хемијски састав међузвезданог гаса у Галаксији, по маси, је: водоник око 70%, хелијум око 28% и остали хемијски елементи око 2%. Сав тај гас налази се у неколико различитих стања која упоредо обитавају.

Међузвездани гас се непрекидно загрева и непрекидно хлади. Загрева се предајом кинетичке енергије у сударима са високоенергетским електронима, а хлади се емитовањем електромагнетног зрачења. Ако су брзине загревања и хлађења међусобно једнаке температура гаса се не мења, ако је брзина загревања већа од брзине хлађења температура гаса расте и обрнуто. Међутим, и у случају једнаких брзина загревања и хлађења гас ће дуже остати на



Слика 1: Идеализовано приказана зависност функције хлађења  $\Lambda$  од температуре  $T$  међузвезданог гаса.

истој температури, тј. у стабилној термичкој равнотежи, само за неке интервале температура. Који су то интервали? Наиме, брзина хлађења је директно пропорционална квадрату густине гаса, а коефицијент те пропорционалности назива се *ефективност хлађења* или *функција хлађења* ( $\Lambda$ ). Функција хлађења међузвезданог гаса зависи на сложен начин од његове температуре  $T$ . Графички је та зависност идеализовано приказана на слици 1. Види се да постоје области температура у којима функција хлађења има пораст, као и оне у којима има пад. Шта то физички значи? Да би гас опстао на истој температури, тј. био у стабилној термичкој равнотежи, неопходно је да при порасту (паду) температуре порасте (опадне) и брзина хлађења, одн. функција хлађења, тј. да се повећа (смањи) ослобађање вишка енергије како би се температура вратила на почетну вредност. Ово се дешава тамо где  $\Lambda$  расте са  $T$ , одн. на температурама око  $10^2$ ,  $10^4$  и  $10^6$  К, као што се види са графика. У областима температура ван ових вредности  $\Lambda$  опада са порастом  $T$ , што значи да при порасту (паду) температуре гаса брзина хлађења, тј. отпуштања вишка енергије, опада (расте) и температура наставља да расте (пада), одн. не враћа се на почетну

вредност – међузвездани гас на овим температурама не може да опстане него спонтано прелази на температуре на којима  $\Lambda$  има успон, тј. области око  $10^2$ ,  $10^4$  и  $10^6$  К.

Стања у којима се међузвездани гас налази у стабилној термичкој равнотежи, дакле она у којима функција хлађења има раст, називају се у физици међузвезданог гаса *фазама*.

Како видите, постоје три фазе у међузвезданом гасу. Оне опстају заједно једна поред друге само захваљујући томе што се налазе у међусобној равнотежи притиска – притисак у све три фазе је исти. Вредност притиска даје термичка једначина стања гаса:

$$p = nkT, \quad (1)$$

где је  $p$  притисак гаса,  $n$  концентрација честица гаса, а  $k$  Болцманова константа ( $k = 1,38 \cdot 10^{-23} \text{ JK}^{-1}$ ). Како је притисак у све три фазе исти,  $p_1 = p_2 = p_3$ , то ће на основу једначине стања бити:

$$n_1 T_1 = n_2 T_2 = n_3 T_3, \quad (2)$$

тј. колико пута је концентрација гаса у једној фази већа од концентрације у другој толико је температура нижа од температуре у другој и обрнуто.

Фазе у међузвезданом гасу су следеће: *коронални гас*, *врели атомски и јонизовани гас* и *хладни атомски гас*. Поред ове три фазе међузвездани гас се појављује и у неким другим стањима, као што су нпр. *молекуларни гас*, *остаци супернова* и *планетарне маглине*, а на која ћемо касније обратити пажњу.

## Коронални гас

Коронални гас се налази на температури од око  $10^6$  К, а концентрација његових честица (јона и слободних електрона) износи око  $10^4 \text{ m}^{-3}$ , дакле једна честица на  $10^{-4} \text{ m}^3$ , одн. једна честица у коцки простора ивице скоро 5 cm! То је најразређенија компонента међузвезданог гаса. Коронални гас заузима вероватно око половине укупне запремине галактичког диска, али и поред тако енормно велике запремине маса му је, због изузетно мале густине, занемарљива у односу на масу преосталог међузвезданог гаса.

Коронални гас се појављује у облику мехурова који се шире око „умирућих“ масивних звезда под дејством ударног таласа<sup>1</sup> насталог у

<sup>1</sup> Ударни талас – талас притиска који се креће кроз неку средину брзином већом од брзине звука за ту средину.



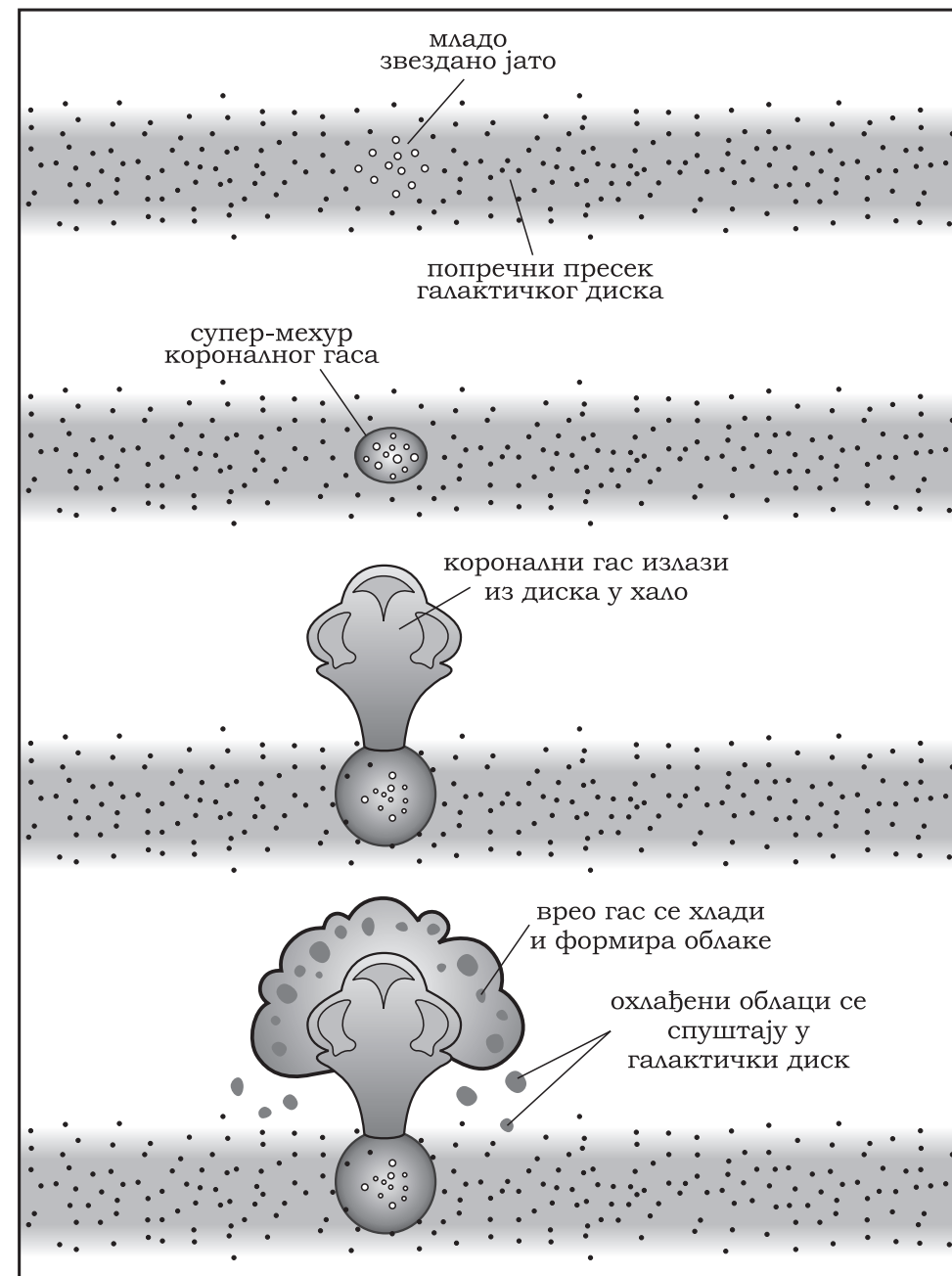
Слика 2: Мехур короналног гаса пречника око десет светлосних година.

експлозији звезде – супернови. Ударни талас, који као да представља опну једног циновског мехура, у судару са околним међузвезданим гасом, због своје изузетно велике енергије, сабија га, загрева до изузетно високих температура ( $10^6$  K) и јонизује<sup>2</sup>. Након проласка ударног таласа гас се разређује и остаје у мехуру у виду короналног гаса (слика 2). Како се ударни талас шири то се површина на коју наилази све више повећава, а тако и количина гаса на коју наилази, па му се енергија све више смањује расипајући се на све већи број

честица. На крају ударни талас нестаје и мехур достиже своје највеће димензије – до 30 pc. Ово је максимална величина за мехур настао од једне супернове.

Звезде у галактичком диску настају у развејаним јатима. Током времена ова јата се осипају – звезде их постепено напуштају и своје животе завршавају далеко једна од друге. Међутим, плави цинови не „поживе“ довољно дуго да дочекају распад јата – због своје изузетно високе стопе фузије они доживе стадијум супернове док је јато још на окупу. Супернове плавих цинова унутар једног јата појављују се у размацима од свега неколико стотина хиљада до неколико милиона година, а то није довољно дуго време да се звезде много удаље једна од друге, тако да се ударни таласи од појединачних супернова међусобно сусрећу и стапају у један ударни суперталас пре него што ишчезну, а појединачни мехурови короналног гаса се стапају у један велики супермехур који може да се прошири и на око 300 pc, што већ одговара дебљини галактичког диска. (Довољно дугом трајању супермехура доприноси и његова изузетно мала густина, а сетите се да је брзина хлађења директно сразмерна квадрату густине.) Када се мехур прошири до границе диска, његовом даљем ширењу се више такорећи ништа не супротставља јер је густина међузвездане средине у галактичком халоу ништавна, тако да нема отпора средине

<sup>2</sup> Јонизација – у контексту овог чланка само процес одвајања неког броја електрона од атома или молекула. Од атома или молекула на тај начин преостала честица назива се јон, а гас у коме у односу на атоме и молекуле преовађају јони и слободни електрони назива се јонизовани гас.



Слика 3: Формирање галактичке фонтане приказано у неколико етапа, одозго на доле.

као у диску. Мехур великом силином, попут ерупције, провали у хало и прошири се до растојања од око 1 крс од диска пре него што се његово напредовање не заустави. Ширећи се кроз хало, коронални гас у мехуру се постепено хлади и прелази у неутрално<sup>3</sup>, атомско стање, карактеристично за две преостале фазе међузвезданог гаса, о којима ће бити речи нешто касније. Када се охлади толико да кинетичка енергија његових честица више није довољна<sup>4</sup> да се гас одупре гравитационом привлачењу диска, гас се зауставља и почиње да пада назад у диск, а читав феномен избијања гаса из диска и његовог падања назад назван је *галактичка фонтана* (слика 3).

За сада су галактичке фонтане само у домену теорије, мада је примећен коронални гас ван галактичког диска, као и облаци атомског гаса изнад и испод локалног дела диска који изгледа да падају на нас са обеју страна.

Део короналног гаса се може детектовати у видљивој области електромагнетног спектра, један део (онај најтоплији) и у рентгенској области, а добар део није могуће директно детектовати него само преко радио-зрачења окружујућег атомског гаса. На основу рентгенског зрачења које из свих праваца региструјемо на Земљи може се закључити да се Сунце, заједно са још неколико стотина хиљада себи најближих звезда, налази управо у једном супермехуру короналног гаса који се протеже и до 100 pc од нас. Тај супермехур је урођен у околни, хладнији гас.

## Врели атомски и јонизовани гас

Ова фаза, која се састоји од атомске и јонизоване компоненте, налази се на температури од око  $10^4$  K, дакле сто пута нижој него коронални гас, али је концентрација њених честица (атома у неутралној и позитивних јона и слободних електрона у јонизованој компоненти) сто пута већа него у случају короналног гаса, дакле око  $10^6 \text{ m}^{-3}$  (једна честица на  $10^{-6} \text{ m}^3$ , тј. једна честица у коцки простора ивице 1 cm), тако да је, на основу једнакости (2), притисак у њој једнак притиску у короналном гасу.

Врела атомска компонента заузима скоро половину запремине

<sup>3</sup> Мисли се на стање које се састоји од електрично неутралних честица, какве су атоми. Као целина и јонизовани гас је електрично неутралан иако се састоји од наелектрисаних честица – јона и слободних електрона.

<sup>4</sup> Зависност највероватније кинетичке енергије  $E_{\text{kn}}$  (то је она кинетичка енергија за коју је вероватноћа да ће је честица гаса имати највећа) честица гаса од температуре  $T$  гаса дата је изразом:  $E_{\text{kn}} = kT$ , где је  $k$  Болцманова константа. Строго, овај израз важи у одсуству поља сила, па тако и одсуству гравитационог поља, али се као приближан може искористити у нашем контексту.

диска Галаксије, као и коронални гас, испуњавајући простор између мехурова короналног гаса у виду распршене, дифузне форме. Због сто пута веће густине, међутим, овог гаса има сто пута више од короналног!

У простору приближно сферног облика, тзв. *Стремгеновим сферама*, око звезда О и В спектралних класа налази се јонизована компонента фазе о којој пишемо. То су тзв. *III региони*<sup>5</sup>. Гас у њима је јонизован фотојонизацијом<sup>6</sup> и то ултраљубичастим зрачењем, које је веома снажно код О и В звезда. Полупречници III региона се крећу од један до десет парсека, а центри су им у самим звездама. Величина им зависи од луминозности<sup>7</sup> (у ултраљубичастој области) звезде и густине међузвезданог гаса: расте са луминозношћу, а опада са густином. Ови региони се у видљивој области спектра виде као светле области црвенкасте боје око топлих (О и В) звезда (слика 4). Црвена боја припада  $\alpha$  линији Балмерове серије<sup>8</sup> у спектру водоника. У ствари, најинтензивнија линија у спектру III региона је  $\alpha$  линија Лајманове серије<sup>9</sup> водоника, али она припада ултраљубичастом делу спектра<sup>10</sup>. Око 40% сјаја Млечног пута (у смислу пројекције Галаксије на небеску сферу) отпада на међузвездани гас и то углавном на III регионе.



Слика 4: Орионова маглина – III регион у сазвежђу Орион удаљен око 500 pc од Земље. Јонизован је ултраљубичастим зрачењем више плавих цинова.

<sup>5</sup> Ради се о ознаци водоника и броју два написаном римским цифрама, па се изговара „ха два“. То је уобичајена ознака за јонизовани водоник. Неутрални водоник се, тако, у контексту јонизационих процеса обележава са HI, што се изговара „ха један“.

<sup>6</sup> Фотојонизација је јонизација фотонима. Фотон се судара са атомом, предаје једном електрону енергију и електрон, због вишка енергије, напушта атом.

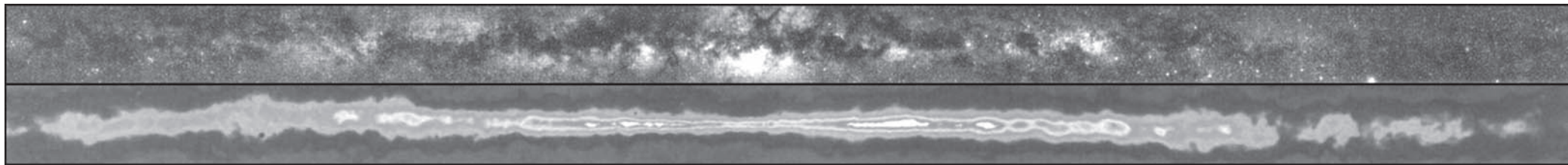
<sup>7</sup> Луминозност је количина електромагнетне енергије коју звезда емитује у јединици времена.

<sup>8</sup> Линија која настаје приликом преласка електрона са другог на први побуђени енергетски ниво у атому.

<sup>9</sup> Линија која настаје приликом преласка електрона са првог побуђеног на основни енергетски ниво у атому.

<sup>10</sup> III регион емитује електромагнетно зрачење приликом рекомбинације јона и слободних електрона: електрон, приближавајући се атомском језгру, прелази са вишег на ниже енергетско стање и том приликом вишак енергије ослобађа у виду фотона.





## Хладни атомски гас

Хладни атомски гас има температуру од око  $10^2$  К и концентрацију честица (атома) од око  $10^8$   $m^{-3}$ , тј. један атом на  $10^{-8}$   $m^3$ , одн. један атом у коцки простора ивице 2 mm (проверите да ли се хладни атомски гас уклапа у једнакости (2) заједно са претходне две фазе међузвезданог гаса). На овако ниским температурама, а то значи малим кинетичким енергијама честица гаса (видети фусноту 4), гас не може бити јонизован јер његове честице немају довољно енергије да при сударима избацују електроне из атома. Пошто је температура ове фазе много нижа него у претходне две, а густина знатно већа него у њима, то сада гравитација самога гаса много ефикасније делује и гас почиње да се сажима<sup>11</sup> у компактнију форму него претходне две фазе – настају облаци хладног атомског гаса. Сав хладни атомски гас је сконцентрисан релативно близу галактичкој равни у неколико хиљада облака реда величине 10 pc на међусобном растојању од око 300 pc.

Области које насељавају врели (из претходне фазе) и хладни атомски гас називају се *HI региони* (видети фусноту 5). Укупна маса атомског гаса (и врелог и хладног) у диску Галаксије износи око  $5 \cdot 10^9$  маса Сунца, дакле око половине укупне масе међузвезданог гаса у диску!

Атомски гас (и врели и хладни) се посматра у радио-подручју, на карактеристичној таласној дужини од 21,1 cm, на којој је и откривен (слика 5 доле). То је таласна дужина спектралне линије<sup>12</sup> настале преласком електрона са једног на други подниво основног енергетског нивоа атома водоника. Разлика та два поднивоа износи свега  $5,9 \cdot 10^{-6}$  eV, а они постоје због тога што протон и електрон у атому

<sup>11</sup> Што је температура гаса нижа, а то ће рећи мања кинетичка енергија  $E_k$  (фуснота 4) одн. брзина  $v$  честица гаса, по формули  $E_k = mv^2/2$ , где је  $m$  маса честице, то честице гаса имају мању шансу да се супротставе сопственој гравитацији гаса и почињу да се окупљају. Што је густина гаса већа, а то ће рећи растојање  $g$  између честица гаса мање, то је гравитација  $F_g$  између било које две честице маса  $m_1$  и  $m_2$  већа, а по Њутновом закону гравитације  $F_g = Gm_1m_2/r^2$ , где је  $G$  гравитациона константа; пошто је укупна гравитација гаса једнака збиру гравитација између сваке две честице гаса то ће и укупна гравитација бити већа. Ето шта доводи до појаве облака међузвезданог гаса.

Слика 5: горе – Снимак целог Млечног пута у видљивој области спектра. доле – Снимак целог Млечног пута на таласној дужини од 21,1 cm показује широку распрострањеност атомског водоника у диску. Размера је иста као и код горњег снимка.

водоника могу да имају и паралелну ( $\uparrow\uparrow$ ) и антипаралелну ( $\uparrow\downarrow$ ) међусобну оријентацију својих спинова. Оријентација  $\uparrow\uparrow$  одговара нижој, а  $\uparrow\downarrow$  вишој енергији. Када је  $\uparrow\downarrow$ , атом спонтано прелази у стање  $\uparrow\uparrow$  – стање ниже енергије – и емитује линију од 21,1 cm. Атом доспева у стање  $\uparrow\downarrow$  у судару са другим атомом водоника.

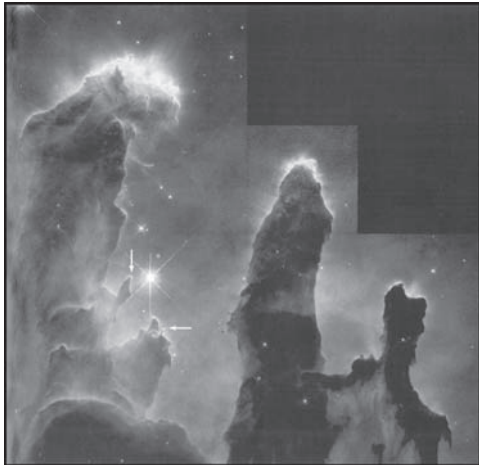
## Молекуларни гас

Ако скоро једну половину масе међузвезданог гаса у галактичком диску чини атомски гас, преостала половина, дакле  $5 \cdot 10^9$  маса Сунца, отпада на молекуларни гас. Њега чине у далеко највећој количини молекули водоника ( $H_2$ ), али поред њих такође и скоро 200 најразличитијих других молекула (међу којима нпр. вода, амонијак, угљен-моноксид, етил алкохол или, рецимо, аминокиселина глицин). Молекуларни гас је сконцентрисан у облацима, који сви заједно заузимају мање од 1% запремине галактичког диска, што нам, заједно са великом укупном масом молекуларског гаса, говори о врло великој (у односу на преостали међузвездани гас) густини тих облака. И заиста, молекуларни облаци су најгушћи део међузвезданог гаса. А и најхладнији. Концентрација молекула у њима је реда величине  $10^8$   $m^{-3}$  (у језгрима облака, која су услед сопствене гравитације облака још више стишњена, достиже и  $10^{10}$   $m^{-3}$ ), тј. један молекул на  $10^{-8}$   $m^3$  (у језгрима један молекул на  $10^{-10}$   $m^3$ ) или сликовитије један молекул у коцки простора ивице 2 mm (у језгрима 0,5 mm)<sup>13</sup>. Температура молекуларних облака је реда величине свега 10 К.

<sup>12</sup> Постојање спектралне линије са овом таласном дужином у атому водоника теоријски је откривено 1944. од стране Ван де Хулста (Van de Hulst), а први пут је детектована 1951. Тако су откривене огромне области атомског водоника у галактичком диску, а на основу распореда тих области и спирална структура диска.

<sup>13</sup> Густина гаса у језгрима молекуларних облака је највећа постигнута густина у међузвезданом гасу. Ипак, она је  $10^{15}$  (трилион) пута мања од густине ваздуха на површини Земље!

Притисак у молекуларним облацима се за ред величине разликује од притиска у раније поменутих стањима међузвезданог гаса (фазама) – у језгрима је већи, а у спољним деловима мањи за ред величине. У то се лако можете уверити ако вредности  $p$  и  $T$  за молекуларни гас уврстите у (1) и упоредите тако добијену вредност притиска са вредношћу за раније помнута стања гаса. Дакле, молекуларни облаци нису у равнотежи притиска са осталим стањима међузвезданог гаса, а и налазе се у региону температура у којима функција хлађења нема раст (слика 1). Стога они не представљају фазу међузвезданог гаса у малочас објашњеном смислу тог појма. Па како онда опстају? Опстају захваљујући довољно јакој сопственој гравитацији која је у стању да спречи тежњу притиска у језгру облака да облак „раздува“. Гравитација је довољно јака због велике компактности облака, а ова је, опет, велика због ниске температуре (фуснота 11).



Слика 6: Део молекуларног облака, у облику три прста, у маглини Орао у сазвежђу Змија. Делови облака између „прстију“ су одувани звезданим ветром и ултраљубичастим зрачењем са оближњих плавих џинова недавно насталих у том облаку, а који се налазе ван слике, код њеног горњег десног угла. „Чворићи“ гаса који се виде свуда по површини „прстију“ су најгушћа места у облаку, која се успешно одупиру одувавању и у којима управо настају звезде; стрелице показују на два од тих места.

Облаци молекуларног гаса су много компактнија форма међузвезданог гаса од фаза. Највећи међу њима достижу пречник од око свега 5 pc. Због такве компактности (а и због ниске температуре) гравитација галактичког диска на њих најјаче (у односу на преостала стања међузвезданог гаса) делује<sup>14</sup> па су зато молекуларни облаци распоређени тик уз галактичку раван – од ње су удаљени највише 50 pc.

Молекули водоника у молекуларним облацима на тако ниским температурама не емитују електромагнетно зрачење које би се могло детектовати. Због тога о постојању молекуларних облака знамо на основу зрачења које емитују други молекули у њима, а

<sup>14</sup> Молекуларни облаци су гушћи од околног међузвезданог гаса, па стога тону кроз њега (као нпр. камен кроз воду) ка галактичкој равни. Такође, они су и врло хладни, па њихови молекули немају довољну кинетичку енергију да се супротставе гравитационом привлачењу галактичког диска – то је други разлог нагомилавања молекуларног гаса око галактичке равни.

нарочито угљен-моноксид (CO). Он емитује карактеристично зрачење на 2,6 mm таласне дужине и управо на основу њега су молекуларни облаци и откривени.

Значај молекуларних облака лежи у томе што управо у њиховим језгрима настају галактичка небеска тела: звезде, браон патуљци, планете, астероиди итд (слика 6). Наиме, само тако компактна структура међузвезданог гаса, каква је језгро молекуларног облака, може да настави да се сажима под дејством сопствене гравитације и тако изгради небеско тело (фуснота 11).

## Остаци супернова и планетарне маглине

Међу компонентама међузвезданог гаса поменимо на крају остатке супернова и планетарне маглине.

Остатак супернове чине звездани омотач и атмосфера некадашње звезде који су у фази супернове силовито одбачени од звезданог језгра у свим смеровима (слике 7 и 8). Температура у остатку достиже и  $10^7$  K.



Слика 7: Маглина Краба у сазвежђу Бик, удаљена од Земље нешто мање од 2 kpc. Представља остатак супернове коју су 1054. године посматрали кинески астрономи. Леп пример младог, још увек компактног остатка супернове.

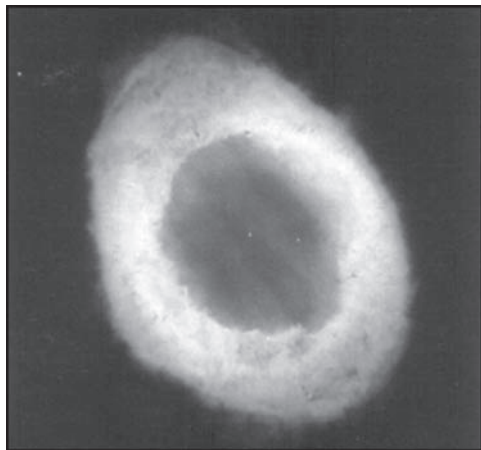


Слика 8: Лабудова петља – остатак супернове, због много веће старости знатно више раширен него маглина Краба на слици 7. Пречник 40 pc, удаљеност око 800 pc.

Остатак супернове, који представља површину мехура у коме се налази коронални гас, на неки начин материјализује ударни талас супернове који се шири и на своме путу сабија, загрева и јонизује међузвездани гас на који наиђе, како је то већ поменуто у овом чланку. Где има јонизације има и рекомбинације и управо због ње остатак супернове емитује један део свог електромагнетног зрачења (фуснота 10). У интеракцији

са ударним таласом поједине честице међузвезданог гаса могу да буду убрзане до релативистичких брзина и да се простиру по читавој Галаксији – то је тзв. *космичко зрачење*.

Са ширењем остатак супернове се све више разређује, распоређује своју енергију на све већу површину и тако се постепено „гаси“ стапајући се са околним међузвезданим гасом.



Слика 9: Маглина Прстен, класичан пример планетарне маглине. Налази се у сазвежђу Лири.

Планетарну маглину<sup>15</sup> чине звездани омотач и атмосфера некадашње звезде одбачени од звезданог језгра приликом преласка звезде из стадијума црвеног џина, одн. суперџина у стадијум белог патуљка. Јако ултраљубичасто зрачење белог патуљка<sup>16</sup> у средишту маглине јонизује гас маглине и у процесу рекомбинације (фуснота 10) он емитује светлост – тако маглину видимо (слика 9). Планетарна

маглина се све више шири и удаљава од белог патуљка и тако постепено хлади и губи на сјају, док се на крају, после неколико десетина хиљада година потпуно не стопи са околним међузвезданим гасом и ишчезне.

III региони, остаци супернова и планетарне маглине једним именом се називају *емисионим маглинама* – то су, дакле, јонизоване области међузвезданог гаса које су сјајније од околних, неутралних, захваљујући електромагнетном зрачењу насталом приликом рекомбинације њихових јона и слободних електрона.

## Галактички еколошки циклус

Количина међузвезданог гаса у Галаксији није стална – звезде и остала галактичка небеска тела стварају се од тог гаса, тако да се он непрекидно троши, све га је мање. Истина, један део тог гаса звезде враћају у међузвездани простор и то у виду звезданог ветра, планетарних маглина и остатака супернова, али један део остаје

<sup>15</sup> Објекат нема никакве везе са планетама. Назив потиче од Хершела, кога су ови објекти својим дисколикним изгледом подсећали на привидне дискове планета.

<sup>16</sup> Бели патуљци, са површинском температуром и од више десетина хиљада келвина, максимум електромагнетног зрачења имају у ултраљубичастој области спектра.

заувек „заробљен“ у звездама (у облику звезданих остатака: белих и црних патуљака, неутронских звезда и црних рупа) и другим небеским телима.

Звезде у међузвездани простор враћају гас који се по свом хемијском саставу разликује од онога од кога су настале. Наиме, у звездама настају сви хемијски елементи осим водоника, тако да гас који звезде враћају у међузвездани простор има сразмерно више тих елемената у свом саставу него гас од кога су настале. На тај начин међузвездана средина постаје све сиромашнија у водонику, а богатија у осталим елементима; тако исто и свака следећа генерација звезда и осталих небеских тела јер настаје из те средине.

Гас који чини звездани ветар и планетарне маглине се постепено, са својим ширењем од звезде кроз простор, стапа са околним међузвезданим гасом. Остатак супернове, заједно са ударним таласом, како смо видели, ствара мехурове короналног гаса од којих највећи продиру у галактички хало. Шта бива са свим тим короналним гасом? Са ширењем он се све више хлади и прелази поступно у неутрални гас – његови јони и слободни електрони се међусобно рекомбинују, а јонизација се више не врши<sup>17</sup>.

Тако је коронални гас прешао у другу фазу – врели неутрални гас. У њему је температура нижа него у короналном гасу, а густина већа (фуснота 11). Због веће густине брзина хлађења расте<sup>18</sup> и температура наставља да пада.

Са даљим падом температуре и повећањем густине врели неутрални гас доспева у следећи температурни регион у коме функција хлађења има успон ( $10^2$  K) и гас прелази у следећу фазу – хладни атомски гас. У овој фази гас гради компактније структуре – облаке. И коронални гас који је доспео у хало доживљава исто: хладећи се и згушњавајући он прелази у атомско стање и формира галактичке фонтане, као што је већ објашњено.

Атомски гас настао хлађењем и згушњавањем короналног гаса придружује се већ постојећем атомском гасу у галактичком диску.

Хладни атомски гас гради облаке који даље настављају да се сажимају под дејством сопствене гравитације и да се истовремено све

<sup>17</sup> То се дешава стога што слободни електрони више немају довољну кинетичку енергију (то значи да се гас хлади) да у судару са атомима иврше њихову јонизацију.

<sup>18</sup> Већа густина гаса, тј. већа концентрација његових атома, значи и већи број међусобних судара атома у јединици времена, а како у судару атоми бивају ексцитовани (електрон прелази на виши енергетски ниво) то значи и веће ослобађање енергије, тј. хлађење (путем електромагнетног зрачења приликом деексцитације атома – враћања електрона на основни енергетски ниво).

више хладе због све ефикаснијег ослобађања енергије (фуснота 18). На крају је температура толико ниска (неколико десетина келвина) да атоми приликом међусобних сусрета остају заједно и граде молекуле<sup>19</sup> – настаје молекуларни гас. Он гради, као што већ знамо, врло компактне облаке у језгрима којих настају звезде и друга небеска тела. Тако створене звезде током свог живота ослобађају гас и циклус се затвара. При томе не заборавите да са протоком времена међузвезданог гаса има све мање и да је све богатији елементима тежим од водоника<sup>20</sup>.

Управо описани циклус преласка галактичког гаса из једног стања у друго<sup>21</sup> назива се *галактички еколошки циклус*.

## Међузвездана прашина

Поменимо уз причу о међузвезданом гасу и међузвездану прашину. Њу чине силикатне честице или честице од угљеничних једињења, дугуљастог облика, дужине око  $5 \cdot 10^{-7}$  m (око хиљаду пута више од пречника атома водоника). Укупна маса међузвездане прашине у галактичком диску износи свега 1% укупне масе међузвезданог гаса у диску. Због много веће масе својих честица у односу на масу честица гаса међузвездана прашина је сконцентрисана строго у галактичкој равни<sup>22</sup>. Када посматрате Млечни пут примећујете да читавом његовом дужином, по средини, пролази тамни појас неједнаке ширине. То је управо међузвездана прашина у



Слика 10: Тамна маглина Коњска глава у сазвежђу Орион. Удаљена је од Земље око 500 pc.

<sup>19</sup> На вишим температурама кинетичка енергија атома је сувише велика да би у међусобним сударима остали заједно (и градили молекуле) – приликом судара они се, једноставно, одбијају једни од других.

<sup>20</sup> Процена је да ће се звезде у Галаксији стварати још око  $5 \cdot 10^{10}$  година. После тог времена међузвезданог гаса више неће бити у довољној количини за ту сврху.

<sup>21</sup> И звезде (као и браон патуљци) су у гасовитом стању, истина битно различитом од стања међузвезданог гаса, тако да и њих можемо сматрати стањима галактичког гаса.

<sup>22</sup> Како су и молекуларни облаци у галактичкој равни то су они увек прожети значајном количином међузвездане прашине, а својом гравитацијом приморавају праšину да се нарочито нагомилава баш у њима. Она помаже да облаци, а нарочито њихова језгра, остану на ниским температурама не дозвољавајући зрачењу звезда да продре у њих и загреје их. На тај начин међузвездана прашина поспешује настајак звезда. Инфрацрвено и радио-зрачење могу да продру у облак, али не могу значајно да га загреју јер носе сувише мало енергије.

галактичкој равни (слика 5 горе).

Како су честице међузвездане прашине реда величине таласне дужине видљиве светлости, то је ова прашина непрозирна за целокупно електромагнетно зрачење осим инфрацрвеног и радио-подручја. Због тога, када се посматра у галактичкој равни (у видљивој светлости) виде се многе области на небу које су потпуно црне. То су управо области нарочито густе међузвездане прашине, која не дозвољава светлости објеката из позадине да продре кроз њих. То су тзв. *тамне маглине* (слика 10). Уколико се у близини места са великом концентрацијом међузвездане прашине, а између прашине и нас, налазе сјајне звезде, њихова светлост (видљива) се одбија од прашине и формира светле регионе, тзв. *рефлексионе маглине*. Њихова боја је углавном плавичаста, због тога што је расејање светлости на праšини то веће што је таласна дужина светлости мања (слика 11). Како плави крај спектра има најмање таласне дужине, то се он највише и расејава у свим смеровима, стварајући опште плаветнило<sup>23</sup>.



Слика 11: Рефлексиона маглина у сазвежђу Орион.

### ЛИТЕРАТУРА:

- Bennett J., Donahue M., Schneider N., Voit M.: 2004, *The Cosmic Perspective*, Pearson Education and Addison Wesley, San Francisco.  
 Vujnović V.: 1990, *Astronomija 2*, Školska knjiga, Zagreb.  
 Đeniže S. I.: 1995, *Osnovi atomske, kvantne i molekulske fizike*, Nauka, Beograd.  
 Mušicki Đ.: 1984, *Uvod u teorijsku fiziku II*, Univerzitet u Beogradu, Beograd.  
 Сучков А. А.: 1988, *Галактики знакомые и загадочные*, Наука, Москва.  
 Ћирковић М. М., Милошевић-Здјелар В., Илић Д.: 2001, *Васиона*, XLIX, No 1–2, 19.

### ИЗВОРИ ИЛУСТРАЦИЈА:

- 1 – *Александар Оташевић*  
 2–6 и 8–11 – преузето из: *Bennett J., Donahue M., Schneider N., Voit M.: 2004, The Cosmic Perspective, Pearson Education and Addison Wesley, San Francisco.*  
 7 – преузето из: *Moore P.: 2000, Atlas of the Universe, George Philip Ltd, London.*

<sup>23</sup> Потпуно аналогно расејању Сунчеве светлости на честицама прашине у Земљиној атмосфери и дневном плаветнилу Земљине атмосфере.

# Галаксије

*Александар Оташевић*

## Увод

Тешко је дати прецизну, а концизну дефиницију појма *галаксија*. Рецимо овде само толико да је то систем који чини огроман број (најмање десетине милиона) звезда, као и међузвездана материја, у чији састав улазе међузвездани гас и прашина, космичко зрачење, гравитационо и магнетно поље итд. У грађу галаксије улазе и сви они нуспродукти стварања звезда, као нпр. планете, астероиди, комете, затим браон патуљци, а такође и компактни звездани остаци: бели патуљци, неутронске звезде и црне рупе. Уз све то, велики (најчешће далеко највећи) део материје галаксије чини тзв. тамна материја, чија природа није разјашњена. Све то заједно држи се на окупу сопственом гравитацијом и чини стабилан систем који може да „преживи” милијардама година.

На просторној скали већој од 1 Мрс галаксије представљају основне градивне елементе васионе, уз водонично-хелијумски гас који испуњава простор између њих.



Слика 1: Већи део „Хабловог ултрадубоког поља“ (HUDF). Безмало сви објекти који се на снимку виде су галаксије.

Колико галаксија постоји тешко је рећи. На недавном снимку (слика 1), тзв. HUDF (Hubble Ultra Deep Field – Хаблово ултрадубоко поље), добијеном помоћу орбиталног телескопа Хабл<sup>1</sup>, регистровано је око  $10^4$  галаксија и то све до доба када је космос био стар свега  $7 \cdot 10^8$  година<sup>2</sup>. Како је снимак обухватио део неба димензија око  $3' \times 3'$ , одн. површину око  $1,3 \cdot 10^7$  пута мању од укупне површине неба, то, уз претпоставку да су галаксије једнолико распоређене по небу (а посматрања то потврђују), значи да има око  $1,3 \cdot 10^7 \cdot 10^4 = 1,3 \cdot 10^{11}$  галаксија до времена када је космос био стар  $7 \cdot 10^8$  година. Том броју треба додати нама ближе галаксије (у питању су вероватно десетине милијарде њих), какве нису заступљене на HUDF, као и оне (питање је колико је њих) које су настале у периоду  $4-7 \cdot 10^8$  година након Великог праска<sup>3</sup>, а које, због сувише слабог сјаја, такође нису забележене на HUDF. Од тако добијеног броја треба затим одузети све оне галаксије које су се с временом стопиле са другима или биле „прогутане“ од стране других, што су уобичајене појаве међу галаксијама, како то показују посматрања. Таквих је најмање десетине милијарди. И колико, на крају, има галаксија? Па, по врло грубој процени бар десетине милијарди.

## Хаблова класификација галаксија

Хаблова<sup>4</sup> класификација галаксија је најшире прихваћена

<sup>1</sup> Снимак обухвата један мали део неба у североисточном делу сазвезђа Пећ, који је релативно „празан“ (у том смислу да у њему нема много објеката видљивих телескопима са површине Земље). Експонирање је трајало укупно 11,3 дана, а извршено је у 800 наврата (по два током 400 појединачних Хаблових орбита око Земље), у периоду од 24. IX 2003. до 16. I 2004. Привидни сјај најслабијих галаксија на снимку је 30<sup>m</sup>.

<sup>2</sup> Галаксије на HUDF су просторно енормно удаљене од нас, а то истовремено значи и временски јер је светлости било потребно много времена да та растојања превази и доспе до нас.

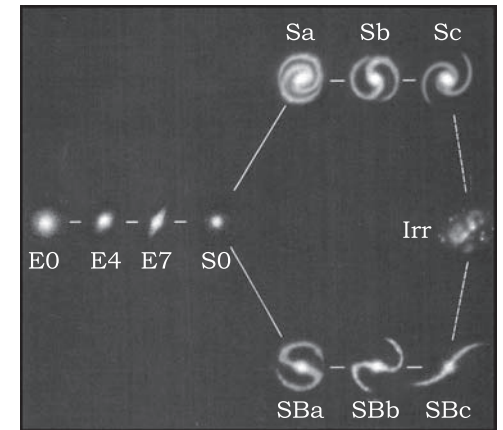
<sup>3</sup> Сматра се да су прве галаксије настале  $4 \cdot 10^8$  година након Великог праска.

<sup>4</sup> Едвин Пауел Хабл (Edwin Powell Hubble, 1889–1953) – амерички астроном. Доказао 1924. постојање других галаксија, а 1929. открио закон ширења свемира, назван по њему. Орбитални телескоп Хабл носи његово име.

Класификација ових објеката. Њене прве верзије потичу од самога Хабла, али је касније дорађивана од стране других астронома. Настала као искључиво морфолошка, временом је прерасла у веома погодну физичку класификацију. Графички се обично представља у виду шеме која личи на звучну виљушку – тзв. Хаблова виљушка (слика 2). Анализирајмо, најпре са чисто морфолошке тачке гледишта, Хаблову виљушку.

Леву део виљушке, дршку, чине елиптичне галаксије. Како им и назив каже, оне су елиптичног облика; компактне су и немају изражену<sup>5</sup> структуру. Међусобно се разликују по степеном спљоштености и означавају се словом Е иза кога стоји степен спљоштености: Е0, Е1, Е2,..., Е7 (слика 3). Степен спљоштености е се израчунава по формули  $e = 10(1 - b/a)$ , где су а и b велика и мала полуоса елипсе респективно. Ако је  $a = b$  онда је  $e = 0$ , дакле галаксија не показује спљоштеност – кружна је. Највећи забележени степен спљоштености је 7. Слева на десно, дуж дршке Хаблове виљушке, ређају се елиптичне галаксије редом од Е0 до Е7.

Десно од елиптичних галаксија, на месту где се спајају зупци виљушке, леже сочивасте галаксије. Обликом подсећају на попречни пресек сочива. Сличне су елиптичним галаксијама, а од њих се



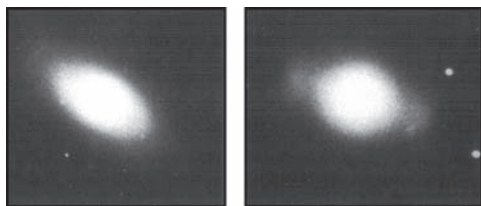
Слика 2: Хаблова виљушка са назначеним свим типовима и неким подтипovima галаксија.



Слика 3: лево – Циноуска галаксија M87, типа E0, у сазвезђу Девојка. средина – Патуљаста галаксија NGC 147, типа E4, у сазвезђу Касиопеја. десно – Галаксија NGC 205, типа E6, у сазвезђу Андромеда.

Мисли се на изглед у видљивом делу електромагнетног спектра. Уопште, Хаблова класификација се односи на морфологију галаксија у видљивој области спектра.

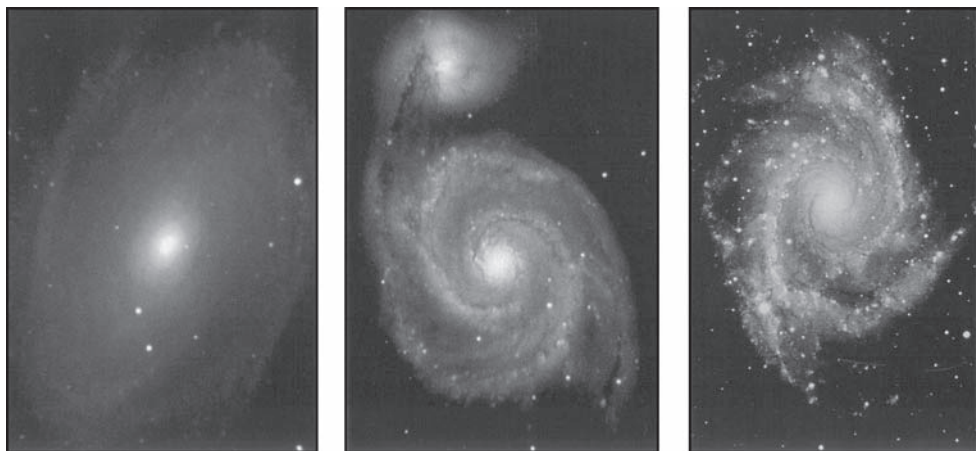
<sup>5</sup> Мисли се на изглед у видљивом делу електромагнетног спектра. Уопште, Хаблова класификација се односи на морфологију галаксија у видљивој области спектра.



Слика 4: лево – Галаксија NGC 1201, типа S0. десно – Галаксија NGC 2859, типа SB0.

разликују по издужењу на оба краја велике осе елипсе. Ознака им је S0. Уколико је издужење у виду пречке или шипке која као да се протеже преко велике осе, ознака је SB0 (слика 4).

Дуж зубаца Хаблове виљушке распоређене су спиралне галаксије. Оне имају веома изражену структуру. Облика су диска, који има централни компактни део из кога полазе краци, протежу се у равни диска и завијају у облику спирале. Обично су присутна само два крака, која полазе из међусобно дијаметрално супротних делова централног, компактног дела диска. Дискони спиралних галаксија су изразито спљоштени. Спиралне галаксије код којих краци полазе директно из централног дела диска називају се нормалне, а оне код којих краци полазе са крајева „пречке“ постављене у равни диска преко централног, компактног дела, премоштене спиралне галаксије (постоје индиције да је наша галаксија управо таква). У овом потоњем случају краци из пречке, премоштења, полазе под правим углом у односу на уздужну осу пречке. Нормалне спиралне галаксије смештене су на горњи, а премоштене на доњи зубец виљушке. И једне и друге се међусобно разликују по релативној величини централног дела диска и завијености својих кракова. Оне са врло израженим централним делом диска и око њега врло завијеним (скоро приљубљеним) крацима смештене су крајње лево на зупцима



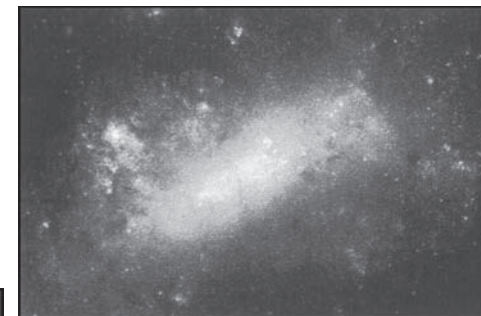
Слика 5: лево – Галаксија M81, типа Sa. средина – Галаксија M51, типа Sb. десно – Галаксија NGC 2997, типа Sc.



Слика 6: лево – Галаксија NGC 3992, типа SBa. средина – Галаксија NGC 1300, типа SBb. десно – Галаксија NGC 1365, типа SBc.

виљушке, а оне са слабо израженим централним делом диска и сасвим мало око њега завијеним (врло отвореним) крацима крајње десно. Између ових крајњих случајева поређане су спиралне галаксије слева на десно по растућој изражености централног дела диска и опадајућој завијености кракова. Нормалне спиралне галаксије се означавају слева на десно дуж виљушке као Sa, Sab, Sb, Sbc, Sc, Scd и Sd (слика 5), а премоштене као SBa, SBab, SBb, SBbc и SBc (слика 6).

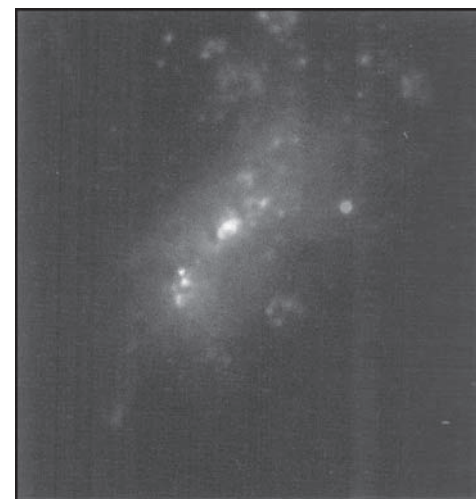
Сасвим десно, ван саме виљушке, смештене су неправилне галаксије. Код њих у великој мери или сасвим одсуствује било каква правилност у изгледу. Код већине се ипак може назрети нека сличност у изгледу са спиралним галаксијама и оне носе ознаку



Слика 7: Галаксија Велики Магеланов облак, типа Irr I. Удаљена је око 50 крс од наше галаксије и представља њен сателит. Налази се у сазвежђу Златна риба.

Irr I (слика 7). Мање је оних које немају баш никакву правилност у изгледу и њих означавамо као Irr II (слика 8).

Упознајмо се сада укратко са основним физичким особинама сваке од ове четири врсте галаксија.



Слика 8: Патуљаста галаксија NGC 4449, типа Irr II.

## Елиптичне галаксије

Елиптичне галаксије немају изражену структуру, али се примећује опадање њиховог сјаја када се иде од центра ка периферији. То је директна последица распореда звезда у овим објектима: оне су гушће паковане у средишњим деловима галаксије, а са растојањем од средишта густина њиховог распореда опада. Чак и код највећих галаксија главни део звезда је смештен унутар растојања од око 5 крс од центра, иако се код оваквих галаксија звездана компонента протеже и на више стотина килопарсека од центра. Велика компактност (и видљиве и невидљиве масе<sup>6</sup>) – која се изражава односом  $M/R$ , у коме је  $M$  укупна маса система, а  $R$  растојање од центра до кога се систем протеже – је карактеристика елиптичних галаксија.

У грађи елиптичне галаксије разликују се два основна конституента: *видљиви елипсоид*, у коме је сконцентрисана огромна већина видљиве материје галаксије (а то ће рећи звезда, јер у Е галаксијама скоро да нема међузвезданог гаса) и чија концентрација опада од центра ка периферији елипсоида, како је горе већ речено и *хало*, који обухвата са свих страна видљиви елипсоид и по димензијама га превазилази неколико пута, а у коме је сконцентрисан далеко највећи део масе галаксије, бар 90%, али у облику тамне материје (фуснота 6). Занемарљиви део материје халоа отпада на невидљиве звезде, које су једним делом раштркане у изузетно ниској концентрацији по халоу, а једним делом удружене у збијена звездана јата<sup>7</sup>.

Звезде се у елиптичним галаксијама, и у видљивом елипсоиду и у халоу, крећу у свим смеровима, по путањама великих ексцентрицитета и најразличитијих међусобних нагиба, што све значи да Е галаксије као целине немају ротацију. Ово се односи и на путање збијених звезданих јата.

<sup>6</sup> Под видљивом масом подразумевамо масу видљиве материје галаксије, тј. оне материје коју региструјемо посредством електромагнетног зрачења и, супротно, невидљива маса је маса тамне материје – материје од које не примамо електромагнетно зрачење (отуда назнаке „невидљива“, „тамна“) али за чије постојање знамо преко гравитационих ефеката на видљиву материју које она изазива.

<sup>7</sup> Збијена звездана јата су системи звезда који настају халое елиптичних, сочивастих и спиралних галаксија, а има их и у неправилним. Састоје се од неколико десетина хиљада до више милиона звезда. Облик им је сферан, а концентрација звезда у средишњим деловима врло велика (реда  $10^3$  pc<sup>-3</sup>) и опада ка периферији јата. Пречници су им реда величине  $10-10^2$  pc. У њима скоро да нема међузвезданог гаса, тако да више нема ни стварања звезда. Састоје се од врло старих, најстаријих звезда у галаксији, а боју и луминозност им одређују црвени џинови и суперџинови. Ради се о врло стабилним системима, чији се век мери милијардама година.

Боја ових галаксија нагиње црвеном крају спектра, а како боју галаксије одређују звезде највеће луминозности, дакле џинови и суперџинови, то закључујемо да у елиптичним галаксијама нема плавих џинова и суперџинова, тј. младих звезда, а то даље значи да се у овим галаксијама звезде више не рађају. Боја и особине спектра ових галаксија показују да је процес стварања звезда у њима завршен пре бар  $5 \cdot 10^9$  година. И заиста, у елиптичним галаксијама има занемарљиво мало међузвезданог гаса, из кога настају звезде, а то мало гаса што постоји је врели, коронални гас настао ударним таласима супернова. Звезде које су давно створене постепено прелазе у стадијум црвених џинова и црвених суперџинова и то су објекти који елиптичним галаксијама дају боју. Строго речено, рађање звезда у Е галаксијама није сасвим прекинуто, али му је стопа занемарљиво ниска. Примећено је да што је видљива маса галаксије већа то је и њена металичност<sup>8</sup> већа, што значи да је процес стварања звезда дуже трајао него у Е галаксијама мањих маса, тако да су настајале и звезде новијих генерација, у које је уграђен материјал богатији металима, настао у звездама претходних генерација и раширен међузвезданим простором углавном посредством супернова.

Димензије Е галаксија попуњавају веома широк дијапазон: најмање и највеће галаксије космоса су елиптичне. Наравно, има их и свих величина између.

Тзв. *патуљасте елиптичне галаксије* (ознака dE) су најмање од свих галаксија – димензије су им реда 1 крс – али су и најбројније међу Е галаксијама: око 90% свих Е галаксија су патуљасте.

С друге стране ту су тзв. *џиновске елиптичне галаксије* (ознака D), које су далеко највеће од свих<sup>9</sup>, димензија реда 100 крс – 1 Мрс, али и најмалобројније. За њих је карактеристична велика концентрација звезда у близини средишта галаксије – главни део видљиве масе је унутар растојања од свега неколико килопарсека од центра система – и изузетно велика проређеност звезда у преосталој огромној запремини видљивог елипсоида галаксије.

Видљива маса елиптичних галаксија креће се по реду величине од  $10^6$  (код патуљастих) до  $10^{12}$  маса Сунца (код џиновских), тако да су и по маси међу Е галаксијама и најмање и највеће галаксије космоса.

<sup>8</sup> Металичност је удео масе метала у укупној видљивој маси галаксије или, рецимо, маси звезде. При томе се, како је то уобичајено у астрофизичкој терминологији, под металима подразумевају сви хемијски елементи осим водоника и хелијума.

<sup>9</sup> Највећа позната галаксија је џиновска Е галаксија А 1413. Њен видљиви елипсоид се протеже до растојања од 2 Мрс од центра система!



## Спиралне галаксије

Спиралне галаксије имају врло изражену и релативно сложену структуру. Састоје се из две основне компоненте: сфероида и диска.

Сфероид је оно што би одговарало елиптичној галаксији; састоји се од централног дела облика обртног елипсоида (при чему се замишљена ротација врши око мале осе елипсоида), тзв. централног овала (видљиви елипсоид код Е галаксија), и халоа, сфероидног облика, који са свих страна обухвата централни овал и више пута га надмашује по димензијама (као и хало Е галаксија). Хало је грађен скоро искључиво од тамне материје, у коју су „уроњени“ збијена звездана јата и ретко распоређене појединачне звезде. Кретање звезда и збијених звезданих јата у сфероиду спиралних галаксија је исто као и њихово кретање у елиптичним галаксијама, тако да ова компонента спиралних галаксија као целина нема ротацију.

Оно по чему се спиралне галаксије разликују у структури од елиптичних је диск. То је врло спљоштена компонента, облика диска, како јој и назив каже, са пречником основе много већим од висине (дебљине). Диск сече централни овал по средини, по равни нормалној на малу осу овала. За разлику од сфероидне компоненте диск као целина има ротацију: звезде и међузвездани гас у њему ротирају по скоро кружним орбитама, у скоро истој равни и у истом смеру. Ротација се врши око осе нормалне на раван диска у његовом центру (што је, у ствари, мала оса централног овала). Пречник диска неколико пута премашује пречник централног овала. Такође, пречник халоа неколико пута надмашује пречник диска. Пречници дискова су реда величине 1–10 крс.

Занимљив је распоред звезда и међузвезданог гаса у овим два компонентама спиралних галаксија. Сфероид насељавају звезде старијих генерација, са ниском металичношћу и у њему има веома мало међузвезданог гаса и младих звезда. Ту се процес формирања звезда одвија у ниској стопи. Супротно, у диску има много више међузвезданог гаса, процес настанка звезде се увелико одвија и стога има много младих звезда.

Како је већ речено, диск има специфичну форму, са крацима који полазе од централног овала и спирално се обмотавају око њега. Краци су знатно сјајнији од простора између њих, али то не значи да простор између њих није испуњен звездама и међузвезданим гасом. Једноставно, у крацима је концентрација звезда и гаса већа него ван њих и, што је можда и важније, у крацима је у току процес израженог стварања звезда (много више него ван њих), тако да је у њима

присутан велики број младих, плавих звезда (џинова и суперџинова), које дају додатни, изузетно велики удео луминозности кракова.

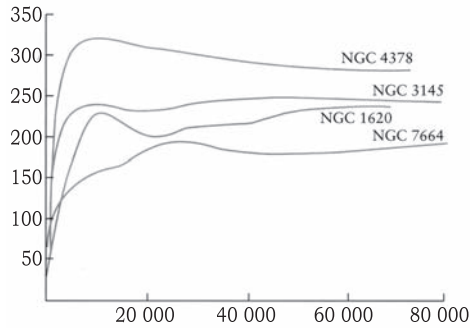
Врло интересантно је то да се, иако би на први поглед логично било претпоставити супротно, краци не намотавају. Чак, краци не учествују у ротацији диска, одн. они као да стоје, а звезде и гас пролазе кроз њих или, ако хоћете, они као да се крећу кроз звезде и гас диска у супротном смеру од смера ротације диска. Дакле, један крак није непрекидно састављен од истог материјала него у њега непрекидно улазе звезде и гас са једне стране, а са друге стране излазе (све то уз стварање нових звезда у краку). Краци, у ствари, представљају ударне спиралне таласе густине који се крећу кроз диск као што се водени талас креће по површини воде, тј. не креће се сама средина са таласом – делови средине (молекули воде у случају водене средине, одн. звезде и честице међузвезданог гаса у случају галактичког диска) само осцилују око равнотежног положаја при проласку таласа, а талас наставља да се креће. При проласку таласа звезде се међусобно приближавају, а међузвездани гас се сабија, сажима, што убрзава настанак звезда<sup>10</sup> и отуда у крацима толико плавих џинова и суперџинова<sup>11</sup> и толика концентрација међузвезданог гаса.

Специфичан распоред звезда даје и карактеристичну боју и спектралне одлике спиралним галаксијама. Централни овал има боју и спектар сличне онима код елиптичних галаксија (старе звезде, црвени џинови и суперџинови). Боја кракова нагиње више ка плавом крају спектра него код елиптичних галаксија (плави џинови и суперџинови), а и спектар показује много веће присуство младих звезда него код њих. Простор између кракова показује боју и спектар који су по својим особинама између управо наведених (ту има плавих џинова и суперџинова, али не као у крацима, тако да велики удео у боји дају старији црвени џинови и суперџинови).

Ротација диска спиралне галаксије није сасвим једноставна.

<sup>10</sup> Звезде настају сажимањем већ густих и хладних облака међузвезданог гаса. Да су густи то значи да је растојање међу њиховим честицама мало, па је и гравитационо привлачење међу њима веће, а то значи лакше даље сажимање. Да су хладни то значи да је брзина њихових честица мала, па оне не могу да се одупру међусобном привлачењу под дејством гравитације, а то опет значи лакше даље сажимање. Са сажимањем облаци се истовремено и хладе јер судари између њихових честица постају чешћи (због мањег међусобног растојања), а приликом судара оне губе енергију емитујући електромагнетно зрачење, па почињу све спорије да се крећу, а то управо зовемо снижавањем температуре.

<sup>11</sup> Знамо да су плави џинови и суперџинови младе звезде јер оне тако кратко „живе“ да не могу да остаре. Животни век им се мери милионима, а код оних најмасивнијих чак стотинама хиљада година, тако да кад год у некој галаксији приметимо појаву већег броја ових објеката знамо да се на том месту управо одиграва процес рађања звезда.



Слика 9: Ротационе криве четири спиралне галаксије. На апсцисној осци је растојање од центра галаксије, изражено у светлосним годинама, а на ординатној ротациона брзина, изражена у km/s.

Наиме, ротационе криве дискова (криве зависности орбиталне брзине од растојања од центра галаксије, слика 9) показују не пад брзине са растојањем од центра (као што је то случај, рецимо, са брзинама планета у Сунчевом систему и као што би то на први поглед било логично уз претпоставку да је највећи део масе система сконцентрисан у центру система, као што то изгледа посматрајући видљиву материју у спиралним галаксијама) него управо супротно

– чак благи пораст са удаљавањем од центра! То указује на другачију расподелу масе у спиралним галаксијама него, рецимо, у планетарним системима, одн. показује да материја није просто згуснута у центру галаксије и разређује се ка периферији него се са релативно великом густином распостире на велика растојања. То је управо тамна материја халоа, а на основу кривих ротација спиралних галаксија процењује се да на њу отпада бар 90% укупне масе ових галаксија.

Покажимо сада како се може проценити расподела масе унутар спиралне галаксије. Нека се под дејством гравитације неко тело масе  $m$  у диску галаксије (звезда или облак међузвезданог гаса) креће око центра галаксије брзином  $v_{rot}$  на растојању  $r$  од центра. Основна једначина динамике за тај случај је

$$ma = GmM_r/r^2, \quad (1)$$

где је  $a$  централно убрзање тела,  $G$  гравитациона константа, а  $M_r$  маса садржана унутар сфере полупречника  $r$ , са центром у центру галаксије. Из горње једначине следи

$$M_r = r^2 a / G, \quad (1)$$

а како је

$$a = v_{rot}^2 / r, \quad (2)$$

то заменом (2) у (1) добијамо израз

$$M_r = r v_{rot}^2 / G, \quad (3)$$

у коме су величине на десној страни знака једнакости познате. Наиме,

$r$  одређујемо из измерене даљине галаксије и измереног угаоног растојања нашег тела од центра галаксије, а  $v_{rot}^2$  на основу Доплеровог ефекта у спектру нашег тела. Тако, на основу одређивања  $M_r$ , по изразу (3), за различите вредности  $r$ , одн.  $v_{rot}^2$ , добијамо расподелу масе.

Видљива маса спиралних галаксија је реда величине  $10^{10}$ – $10^{11}$  маса Сунца. Компактност  $M/R$  укупне масе (видљиве и невидљиве) је мања него код елиптичних галаксија.

## Сочивасте и неправилне галаксије

О сочивастим галаксијама рецимо само толико да се по својим физичким особинама налазе између елиптичних и спиралних, представљајући прелаз од једних ка другима.

Неправилне галаксије, како је већ речено, имају слабо изражену или уопште немају правилност у структури. По димензијама и маси заузимају доњи део скале галаксија. Видљива маса им је реда величине  $10^8$ – $10^{10}$  маса Сунца, тако да се највеће од њих могу по маси упоредити са мањим спиралним галаксијама, а осетно су веће (масивније) од најмањих патуљастих елиптичних галаксија. Велики део неправилних галаксија спада у патуљасте, дакле видљива маса им је испод отприлике  $10^9$  маса Сунца.

Неправилне галаксије имају сразмерно највећу количину међузвезданог гаса (атомског и молекуларног водоника) у односу на остале галаксије – код неких на тај гас отпада више од половине видљиве масе галаксије. Због тога се у неправилним галаксијама одвија врло интензивно рађање звезда, што се одражава и на њихову боју – она, услед присуства релативно врло великог броја плавих цинова и суперцинова, нагиње највише (у односу на боју свих осталих галаксија) ка плавом крају спектра.

Компактност неправилних галаксија је најмања у поређењу са осталим галаксијама.

## Мало синтезе

Познавајући физичке одлике различитих типова галаксија можемо све галаксије да сврстамо у један природан низ. У ту сврху упоредимо галаксије по неким већ поменутиим особинама. Нека то буду боја, количина међузвезданог гаса и степен компактности  $M/R$ .

Боја се све више помера од црвеног ка плавом крају спектра како

идемо редом од E0, E1, ..., E7 галаксија, које су најцрвеније<sup>12</sup>, па преко S0 и S0 паралелно, и затим редом Sa, Sab, ..., Sd (одн. SBa, SBab, ..., SBc паралелно са њима) до Irr, које су најплавље<sup>13</sup>.

По истом том редоследу и удео хладније компоненте међузвезданог гаса (од које могу да настану звезде<sup>14</sup>) у маси галаксије расте, а то значи да расте и стопа рађања звезда – галаксије E0 такорећи и не садрже међузвездани гас, па се стога у њима звезде више не стварају, док у Irr галаксијама удео међузвезданог гаса износи и више од 50% видљиве масе, тако да се у њима звезде масовно стварају.

И коначно, исти редослед прати и степен компактности галаксија. Он опада од галаксија E0, које су најкомпактније, до Irr, које су најразуђеније.

Јасно је, дакле, да се поменуте особине (оне нису једине) правилно мењају дуж Хаблове виљушке, одн. – Хаблова класификација галаксија, иако настала као чисто морфолошка, представља, у ствари, врло добру физичку класификацију ових објеката, тј. морфологија галаксија је одраз њихових суштинских физичких одлика.

## Еволуција галаксија

Током првих  $4 \cdot 10^8$  година свога постојања космос је, што се супстанције тиче, био грађен искључиво од водонично-хелијумског гаса и то по маси 75% H и 25% He; небеска тела још увек нису постојала. Тај гас није био строго хомоген – на појединим местима густина је била нешто мало већа него у околини<sup>15</sup> и на тим местима је, због веће компактности ( $M/R$ ) материје<sup>16</sup>, под дејством сопствене гравитације гас престао да се шири у тренду општег ширења васионе и почео да се сажима. Таква места називамо *протогалактичким облацима*, а први међу њима су почели да настају када је космос био

<sup>12</sup> То не значи да су оне црвене него им боја само највише нагиње ка црвеном крају спектра.

<sup>13</sup> То не значи да су оне плаве него им боја само највише нагиње ка плавом крају спектра.

<sup>14</sup> Атомски и молекулски гас. У ствари, звезде настају из молекулског гаса, али атомски гас сажимањем (и хлађењем) постепено прелази у молекулски (видети чланак „Међузвездани гас у Галаксији“ у овом приручнику).

<sup>15</sup> Та нехомогеност води порекло још из инфлаторне фазе у развоју космоса (када је старост космоса била отприлике реда  $10^{-35}$  s). Наиме, та фаза није завршена истовремено у свим деловима космоса, тако да су се неки делови више раширили (ту је инфлација касније престала) и материја у њима више проредила, а неки мање (ту је инфлација раније престала) и материја у њима остала гушћа.

<sup>16</sup> Већа компактност  $M/R$  значи снажнију гравитацију због директне сразмерности силе гравитације  $F$  са  $M/R$ :  $F = GmMR^2$ , где је  $G$  гравитациона константа,  $M$  маса сажимајућег гаса,  $m$  маса делића гаса на површини сажимајућег гаса и  $R$  полупречник сажимајућег гаса.

стар око  $4 \cdot 10^8$  година<sup>17</sup>.

Протогалактички облаци се са згушњавањем истовремено и хладе (фуснота 10), тако да се на многим местима унутар њих стварају густе и хладне молекуларне облаци<sup>18</sup> у којима почињу да се рађају прва звездана јата. Кажемо да настаје *протогалаксија*. Она мање стабилна јата (развејана) се, углавном релативно брзо, распадају на појединачне звезде, док се она стабилнија (збијена) одржавају и до данашњих дана. Та прва, најстарија генерација звезда у галаксијама – звезде у збијеним звезданим јатима и оне појединачне, раштркане по простору између тих јата – чини управо ону звездану популацију која настањује халое галаксија. У тим ранијим фазама своје еволуције галаксије су скоро сферног облика (зато што гравитација делује централносиметрично – из једне, средишње, тачке подједнако на све стране) и услед сажимања, под дејством сопствене гравитације, материја пада ка центру из свих смерова и скоро праволинијски. Због тога су путање звезда и збијених звезданих јата у халоима изузетно издужене и међусобно нагнуте под најразличитијим угловима, а смерови кретања по њима произвољни.

Сажимање гаса се наставља, а са њиме и сажимање до тада настале звездане компоненте галаксије. До када ће се звездана компонента сажимати?

Наиме, звездана компонента халоа, као изоловани механички систем<sup>19</sup>, има своју укупну механичку енергију  $E_u$ , која по закону одржања енергије мора остати стална током времена. Укупна механичка енергија је једнака збиру укупне кинетичке и укупне потенцијалне енергије система, а ове су, са своје стране, једнаке збиру кинетичких, одн. потенцијалних енергија свих чланова система, тј. звезда и звезданих јата. Дакле, може се писати:

$$E_u = \sum_i E_{ki} + \sum_i E_{pi} = \text{const}, \quad (4)$$

где су  $E_{ki}$  и  $E_{pi}$  респективно кинетичка и потенцијална енергија  $i$ -тог члана (звезде или звезданог јата) система. Како је потенцијална енергија  $i$ -тог члана у гравитационом пољу

$$E_{pi} = -GMm_i/r_i,$$

где је  $G$  гравитациона константа,  $M$  укупна маса система,  $m_i$  маса  $i$ -тог члана система и  $r_i$  централно растојање  $i$ -тог члана система, то она опада са смањењем растојања  $r_i$ , а самим тим опада и укупна

<sup>17</sup> Данашња старост космоса се процењује на  $(1,37 \pm 0,02) \cdot 10^{10}$  година.

<sup>18</sup> Више о њима видети у чланку „Међузвездани гас у Галаксији“ у овом приручнику.

<sup>19</sup> Можемо овом приликом занемарити доток енергије у овај систем, као и губитак енергије из њега.

потенцијална енергија система. Због тога, а на основу (4), укупна кинетичка енергија система расте, тј. расту и појединачне кинетичке енергије  $E_{ki}$  чланова система (са приближавањем центру гравитације члан система се све брже креће због убрзања које му гравитација саопштава, тј.  $E_{ki}$  је све веће<sup>20</sup>). У тренутку када буде задовољено

$$\sum_i E_{ki} = \frac{1}{2} \left| \sum_i E_{pi} \right|, \quad (5)$$

по теореме виријала систем доспева у стационарно стање – сажимање звездане компоненте халоа престаје – звезде и звездана јата се крећу по стабилним путањама око средишта галаксије.

Гасовита компонента протогалаксије, међутим, не успева да достигне стационарно стање јер се са сажимањем хлади (фуснота 10), што значи да опада брзина, одн. кинетичка енергија њених честица (фуснота 20), а тако и њена укупна кинетичка енергија, па не успева да задовољи услов (5). Због тога она наставља и даље да се сажима, сконцентришући се у средишњим регионима протогалаксије, остављајући хало без међузвезданог гаса (део међузвезданог гаса из халоа је изгубљен и посредством ударних таласа супернова, насталих од масивнијих звезда халоа које су успеле до тог времена да проеволуирају до тог стадијума, али тај гас је заувек избачен из протогалаксије).

Тако је настао хало галаксије. Шта ће се са протогалаксијом даље десити зависи од тога колики су густина и момент импулса управо поменуте гасовите компоненте преостале након стварања халоа и сконцентрисане у његовим средишњим деловима.

Генерално, већа густина и мањи момент импулса погодују стварању елиптичне, а мања густина и већи момент импулса спиралне галаксије.

Наиме, већа густина гаса значи да ће се он ефикасније хладити, а то даље значи да ће се од тог гаса ефикасније<sup>21</sup> стварати звезде (фуснота 10). Дакле, релативно брзо сав гас који је био на располагању биће претворен у звезде, међузвездани простор ће бити испражњен од гаса и процес настанка звезда ће се заувек прекинути. До нашег времена преживеће само дуговечније звезде, а младих више неће бити. То је управо слика какву видимо у видљивим елипсоидима елиптичних галаксија. Уз то, мали момент импулса значи слабо изражену глобалну ротацију гасовите компоненте, а то даље значи и

<sup>20</sup> Због директне сразмерности  $E_{ki}$  са брзином  $v_i$  кретања ка центру система  $i$ -тог члана система:  $E_{ki} = m_i v_i^2 / 2$ .

<sup>21</sup> Под ефикасношћу стварања звезда подразумевамо број новонасталих звезда у јединици времена.

од ње настале звездане компоненте, тако да ће те новонастале звезде имати издужене путање, постављене у различитим равнима и кретаће се по њима у произвољним смеровима. Опет слика какву срећемо у видљивим елипсоидима елиптичних галаксија.

С друге стране, мања густина гаса значи да ће се он мање ефикасно хладити, тј. од тог гаса ће се звезде мање ефикасно стварати. Тако ће довољна количина гаса преостати и до нашег времена, па ће се процес настанка звезда продужити до данас. Стога ће бити заједно присутне и старе и младе, новонастале звезде – управо слика какву срећемо у дисковима спиралних галаксија. Поред тога, већи момент импулса значи знатно изражену глобалну ротацију гасовите компоненте, па тако и од ње настале звездане компоненте, тако да ће се те звезде кретати у истом смеру око центра галаксије, што се код дискова спиралних галаксија и види. Услед очувања момента импулса и услед дејства центрифугалне силе, део гасне компоненте ће се спљоштавати ка екваторијалној равни ротације, стварајући дисколику структуру, а услед међусобних судара честица гаса тај диск ће се истовремено све више стањивати и путање честица гаса ће постепено постајати кружне. Звезде настале од тог гаса ће због тога бити распоређене скоро у равни (нормалној на осу ротације галаксије) и имаће кружне орбите. То је, такође, слика какву срећемо у дисковима спиралних галаксија.

Вероватно у зависности од тога у каквом међусобном односу у некој протогалаксији стоје густина гасне компоненте и њен момент импулса настаће различити типови елиптичних, спиралних и сочивастих галаксија.

При свему реченом велику улогу у настанку галаксија имају њихови међусобни судари, као и међусобни судари протогалаксија и протогалактичких облака<sup>22</sup>. Судари галаксија су процеси који се већ деценијама посматрају и који се непрекидно одигравају<sup>23</sup>, а што се иде даље у прошлост одигравали су се све чешће јер је растојање међу галаксијама било мање, па самим тим вероватноћа судара већа. Приликом судара галаксије могу да промене своју масу, пређу у други тип, распадне се, може доћи до масовног стварања звезда итд. Приликом судара галаксија не сударају се међусобно њихове звезде – вероватноћа за тако нешто је занемарљиво мала (да ли знате зашто?) – него само међузвездани гас, али гравитациони утицај доводи до промена њихових путања.

<sup>22</sup> Вероватно је и наша галаксија настала удруживањем неколико протогалаксија, што се закључује на основу расподеле металности у њеном халоу.

<sup>23</sup> Управо је у току судар наше галаксије са две патуљасте.

Из досадашње приче о еволуцији галаксија изузете су неправилне галаксије. Није сасвим јасно како оне еволуирају. Да ли су некада имале правилну структуру, па су је у сударима са другим галаксијама изгубиле? Јер мало је вероватно да су настале као неправилне пошто гравитација, као централносиметрична сила, тежи да телима да симетричан облик. Примећено је да их је то више што се иде даље у прошлост.

## Тамна материја

На крају рецимо нешто и о *тамној материји*.

Њено дејство се осећа по гравитационим ефектима које изазива на видљивој материји (нпр. ротационе криве спиралних галаксија). У ствари, постоји могућност да тамна материја уопште не постоји него ми не познајемо законе гравитације, но ту могућност огромна већина физичара одбацује јер су се закони гравитације, онако како их за сада формулишемо, показали изузетно ефикаснима у објашњењу небројених феномена на које се наилазило. Много је вероватније да тамна материја заиста постоји.

Али, од чега се она састоји?

Оно што је извесно је да она садржи бар 90% масе галаксија. Могуће је да је сачињава обична материја, од какве је грађен скоро сав нама познати свемир, али чије је електромагнетно зрачење сувише слабо да бисмо га регистровали нашим инструментима. Такав облик тамне материје обично се назива *барионском тамном материјом*<sup>24</sup>. Њега могу да чине, нпр. звезде врло мале луминозности – црвени патуљци, затим компактни звездани остаци – бели и црни патуљци, неутронске звезде и црне рупе, такође и браон патуљци, усамљене планете итд. Сви ти објекти могу да буду масовно распрострањени по халоима галаксија а да их ми не региструјемо јер им је зрачење сувише слабо (па чак и у халоу наше галаксије).

Друга могућност је да тамну материју сачињава неки нама непознат облик материје, који са осталом материјом реагује само путем гравитационе и слабе силе<sup>25</sup>. Такав облик тамне материје уобичајено се назива *небарионском тамном материјом*, као супротност барионској.

Могуће је да постоје обе ове врсте тамне материје.

<sup>24</sup> Назван тако по барионима – једној класи субатомских честица у коју спадају нпр. протон и неутрон, честице које улазе у састав атомских језгара.

<sup>25</sup> Слаба сила је она која је значајна у процесима  $\beta$ -распада. Њоме, такође, интерагују неутрини.

### ЛИТЕРАТУРА:

- Bennett J., Donahue M., Schneider N., Voit M.: 2004, *The Cosmic Perspective*, Pearson Education и Addison Wesley, San Francisco.  
 Chaisson E., McMillan S.: 1997, *Astronomy Today*, Prentice Hall, New Jersey.  
 група аутора: 2001, *Encyclopedia of the Universe*, Harper Collins Publishers, London.  
 Sietzen F. JR.: 2004, *Astronomy*, 32, No 7, 70.  
 Сучков А. А.: 1988, *Галактики знакомые и загадочные*, Наука, Москва.  
 Vujnović V.: 1990, *Astronomija 2*, Školska knjiga, Zagreb.  
 Žižić B.: 1987, *Kurs opšte fizike – fizička mehanika*, Građevinska knjiga, Beograd.

### ИЗВОРИ ИЛУСТРАЦИЈА:

- 1 – преузето из: Sietzen F. JR.: 2004, *Astronomy*, 32, No 7, 70.  
 2, 4–6 и 8 – преузето из: Chaisson E., McMillan S.: 1997, *Astronomy Today*, Prentice Hall, New Jersey.  
 3 – преузето из: Moore P.: 2000, *Atlas of the Universe*, George Philip Ltd, London.  
 7 и 9 – преузето из: Kaufmann III W. J., Comins N. F.: 1996, *Discovering the Universe*, W. H. Freeman and Company, New York.

# II Практични део

## Телескопи и астроклима

*Владимир Ненезић*

### Увод

За сваког љубитеља неба аматерско бављење астрономијом не може се замислити без посматрања, јер се само тако може истински уживати у лепотама небеских тела и појава. Највећи део посматрања обавља се уз помоћ неког оптичког инструмента (двогледа, телескопа рефрактора, рефлектора или катадиоптика) па је зато важно да сваки љубитељ астрономије, који жели да посматра, буде упознат са основама оптике који ће му омогућити да одабере најбољи могући инструмент за врсту посматрања која жели да обави. Такође уколико аматер нема телескоп или тек треба да га набави потребно је да се упозна са карактеристикама различитих инструмената да би могао да одабере одговарајући телескоп приликом куповине или израде. Овде су наведене само неопходне основе, док се детаљнија разматрања могу наћи у литератури.

## Зашто је потребан телескоп?

Више хиљада година сва посматрања вршила су се без помоћи било каквих помагала „голим оком“ и после дуго усавршавања и уз употребу додатних неоптичких помагала врхунски посматрачи су дошли до одређене границе у тачности и прецизности посматрања која се није више могла побољшати. Основни разлог лежи у несавршености и малим димензијама очног сочива – пријемника зрачења, као и распореду чепића и штапића (детектора зрачења) који се налазе на светлосно осетљивом слоју – рожњачи. Људско око није у могућности да раздвоји углове мање од  $1'$  и да на местима, која су даље од осветљених насеља, уочи звезде слабијег сјаја од  $6,5^m$  (овде је реч о стандардном оку, које се узима као модел који одговара договорно одређеном просеку вида).

Основна сврха телескопа је да прикупи више зрачења, тј. да детектује објекте слабијег сјаја и да раздвоји што мањи угао у односу на људско око (у савременој љубитељској астрономији осим ока користе се и други детектори зрачења, као нпр. филм и CCD чип, али је принцип због чега је потребан телескоп исти).

Да би испунио ове две намене телескоп треба да има што већи пречник објектива јер је то главни фактор од кога зависе гранична магнитуда и раздвојна моћ телескопа. Наше око има одређени праг детектовања испод кога ми не можемо уочити светлосни извор слабог сјаја. Када тај исти извор посматрамо помоћу телескопа на површину објектива пада иста густина светлосног снопа као и на око, али је због веће површине прикупљено више фотона па ми можемо уочити тај објекат. Гранична магнитуда најслабије звезде која се може видети помоћу телескопа може се описати емпиријским изразом који важи за пречнике објектива који се најчешће срећу у аматерској пракси:

$$m_{\text{vis}} = C + 2,5 \log D + 2,5 \log M$$

где је:

- $C$  – константа која зависи од атмосферских услова посматрања,
- 5,5 – за врхунске услове (крајњи домет),
- 4,0 – за веома добре услове,
- 3,3–4,0 – за добре услове,
- 2,8–3,3 – за просечне услове,
- 1,8–2,3 – за лоше услове,

$D$  – пречник објектива изражен у милиметрима,

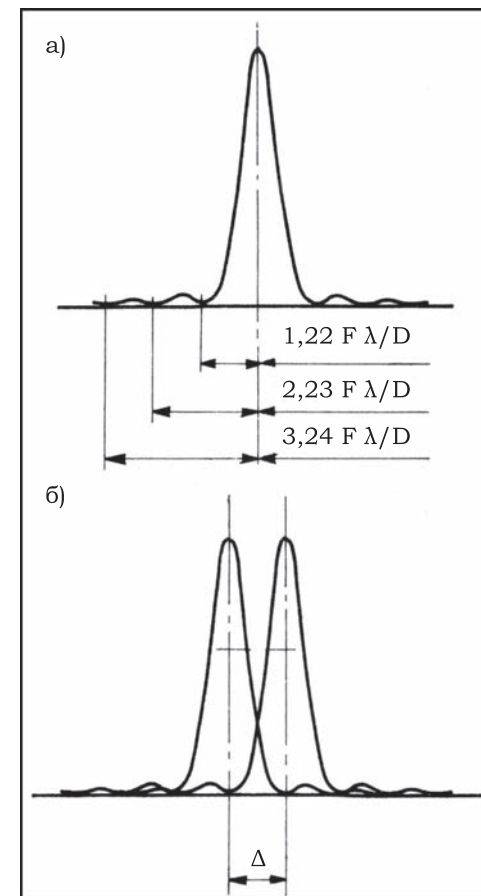
$M$  – употребљено увећање (у границама о равнотрачног до максимално корисног – види следећи пасус).

Као што се види из израза, велики утицај на достигнуту звездану величину имају атмосферски услови, али пресудан је пречник објектива. Раздвојна моћ такође зависи у првом реду од пречника објектива, али такође и од атмосферских услова и употребљеног повећања. Уколико замислимо идеалан објектив који би се налазио у безваздушном простору и њим посматрамо тачкасти објекат при употребљеном великом повећању, не бисмо видели тачку већ мали диск окружен светлим прстеновима опадајућег сјаја. Димензије диска и прстенова зависе највише од пречника објектива и таласне дужине посматране светлости, а у другој апроксимацији од геометрије улазне зенице. Ради лакшег разумевања обично се представља расподела енергије у зависности од растојања од центра дифракционе слике. Тада се јасно може уочити однос између енергије сконцентрисане у диску и прстеновима. Када су два

тачкаста светлосна извора на мањем растојању од полупречника диска онда их ми нећемо моћи разликовати као два одвојена објекта већ ће се стопити у једну слику. Растојање на коме се ова појава уочава зависи од врсте детектора и његових карактеристика, а стандардно се узима да је једнако полупречнику диска, мада много зависи и од разлике у сјају између компонената. За већину аматерских потреба може се користити формула:

$$\rho = 138''/D$$

где је:  $\rho$  минимални раздвојни угао у лучним секундама, а  $D$  пречник објектива у милиметрима. Овај израз одређује крајњи домет телескопа у идеализованим условима (минималне атмосферске



Слика 1: Расподела енергије у дифракционој слици.

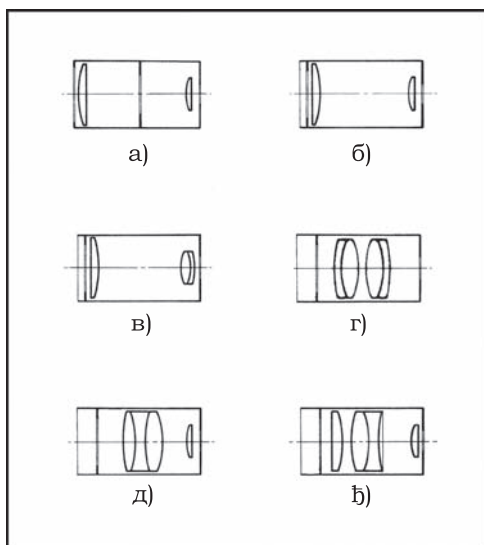
турбуленције, телескоп са квалитено израђеним оптичким системом, довољно велико повећање, звезде приближно истог сјаја). У неким случајевима могуће је наслутити двојне звезде и на мањем растојању (до  $120''/D$ ), док се чешће дешава да се не могу раздвојити звезде на знатно већим растојањима када постоји велика разлика у сјају (Сиријус, Вега). Такође треба обратити пажњу да се повећањем пречника објектива све теже могу стећи потребни атмосферски услови да би се посматрали тесни парови (са малим међусобним угаоним растојањем компонената) због тога што се атмосферске турбуленције ретко смирују испод  $0,5''$ . Када су у питању нетачкасти објекти ситуација се компликује, па раздвајање зависи и од међусобног односа интезитета – контраста.

## Зашто се употребљавају различита увећања?

Приликом визуелних посматрања потребно је слику објекта коју формира објектив у жижној равни увеличати тако да мала раздвојна моћ ока не буде пресудна да би посматрач могао да уочи све детаље. Због тога се слика у жижној равни не посматра директно, већ увећана лупом-окуларом, па је јасно да увећање није кључни параметар већ само пука последица мале раздвојне моћи ока.

Зато, када се у неком огласу прочита да телескоп пречника објектива 60 mm може да увелича 600 пута, то нема никаквог практичног значаја, јер се при толиком увећању не добија никакав нови квалитет већ долазе до изражаја недостаци објектива, атмосферске турбуленције, нестабилност монтаже, а сама слика је малог површинског сјаја.

Постоји неколико типова окуларара. Они простији (Хајгенсов и Рамсденов) се састоје од два сочива и дијафрагме, која ограничава видно поље. Квалитет слике је добар за телескопе који имају велики релативни отвор (однос жижне даљине  $F$  и пречника објектива  $D$ ), док се



Слика 2: Типови окуларара: а) Хајгенсов, б) Рамсденов, в) Келнеров, г) симетрични, д) ортоскопски, е) широкоугаони.

употреба ових окуларара за телескопе са малим релативним отвором не препоручује због ниског квалитета слике у том случају. Окулари сложеније конструкције (Келнеров, ортоскопски, симетрични-Плесл и широкоугаони-Ерфл) пружају већи квалитет слике па се препоручују за посматрања са великим увећањима, телескопима који имају мали релативни отвор и за снимање помоћу окуларне пројекције.

Доњу границу корисног повећања одређује максимални пречник зенице ока када је оно прилагођено за посматрање објекта слабог сјаја. Он зависи од узраста и креће се од 8 mm код деце до 5 mm код одраслих особа. Уколико нисте у могућности да измерите пречник своје зенице можете узети да износи 6 mm. То значи да се за најмање корисно повећање узима оно које даје излазну зеницу пречника истог као наша зеница. Излазна зеница представља слику објектива коју даје окулар и дата је са:

$$d = D/M,$$

где је:  $d$  пречник излазне зенице,  $D$  пречник објектива, а  $M$  повећање. Одатле се добија да је минимално корисно повећање:

$$M_{\min} = D \text{ (mm)}/6.$$

При посматрању са овим повећањем слика ће имати највећи могући сјај, што је посебно важно код посматрања магличастих објеката. Уколико се посматра са увећањем које је мање од минималног, слика неће бити светлија него ће се ефективно смањити пречник објектива телескопа, па се због тога мања повећања ретко кад користе осим када се посматрају објекти релативно великих пречника, на пример двоструко расејано јато у сазвежђу Персеја, па је важније да се објекат посматра у целини него то што се ефективно губи на пречнику објектива.

Горња граница максималног корисног повећања одређена је раздвајањем ока. Када је повећање довољно велико да око може да раздвоји дифракциону слику, то јест да уочи њену структуру, тада свако даље повећање нема значај јер смо досегли максималну раздвојну моћ, а слика ће даљим повећавањем бити већих димензија, али и мањег сјаја (не треба заборавити да је површински сјај квадратна функција повећања). Према томе, оптимално повећање износи:

$$M_{\max} = D \text{ (mm)}/0,7.$$

Међутим када се посматрају фини детаљи кад тесних парова звезда онда се могу ради лакшег учачавања свих детаља користити и



већа повећања, али треба имати на уму да атмосферске турбуленције чак и на најповољнијим местима онемогућавају повећања већа од 500 пута.

Осим пречника објектива телескоп карактерише и жижна даљина  $F$  и однос жижне даљине и пречника објектива  $F/D$  који одређује осветљеност слике у жижној равни али само приликом фотографисања или снимања CCD камером, док површински сјај слике при визуелном посматрању, зависи само од величине излазне зенице и, у мањој мери, од коефицијента пропусности оптичког система.

Размера слике у жижној равни зависи од жижне даљине телескопа. Линеарне димензије  $d$  небеског објекта који има угаони пречник  $\Delta$ , снимљеног телескопом са жижном даљином  $F$ , износе:

$$d = F \operatorname{tg} \Delta.$$

У пракси се често користи упрошћени израз због тога што су ти углови мали, па је онда:

$$d = F/K.$$

Коефицијент  $K$  је дат као:

$$K = 57,3^\circ / \Delta (^\circ),$$

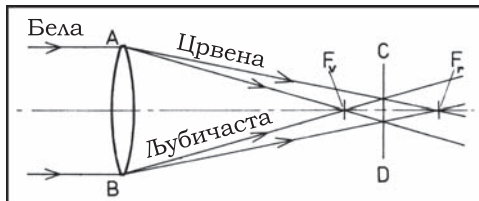
$$K = 3438' / \Delta ('),$$

$$K = 206265'' / \Delta (").$$

Упркос силним рекламама не постоји идеалан телескоп за све врсте посматрања. Основни проблеми код употребе телескопа су недовољно исправљене оптичке грешке (аберације) и механичка несавршеност склопа који омогућава усмеравање и праћење телескопа – монтаже.

## Оптичке грешке

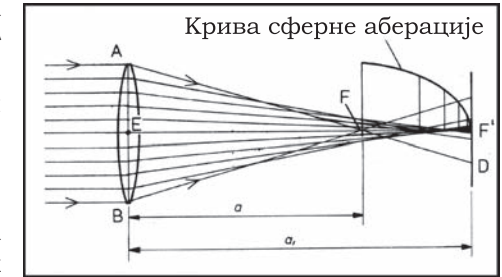
Оптичке грешке се дела по узроку настанка и по типу. Приликом израде није могуће направити задати профил огледала или сочива са бесконачном тачношћу, па се одступање од задате површине манифестује на слику у фокусу. За већину квалитетенијих телескопа ово одступање је сведено на толерантну меру.



Слика 3: Хроматска аберација.

По типу се грешке деле на оне које могу настати ван осе и на оне које настају и на

оптичкој осе. Хроматска и сферна су аберације које настају и на осе. Код хроматске аберације долази до различитог положаја жиже код телескопа рефрактора (са сочивима – преламајући), због тога што жижна даљина сочива између осталог зависи и од индекса преламања, који је функција таласне дужине света. Ова аберација се може умањити комбиновањем два или више сочива од различитих врста стакала, и онда се могу у заједничку жижу довести фокуси за неколико таласних дужина. Рефрактори код којих се фокуси две таласне дужине поклапају називају се ахромати, док су они код којих се поклапају три апохромати. Употребом ретких врста стакала са веома малим индексом преламања (калцијум-флуорит) могуће је постићи веома добру корекцију за рефракторе са малим односом жижне даљине  $F$  и пречника објектива  $D$ . Хроматска аберација зависи од квадрата пречника објектива и од жижне даљине, па се између осталог због тога и не праве велики рефрактори јер би за пречник објектива од 5 m жижна даљина за коју би хроматска аберација била доведена на толерантну меру била 2,8 km.



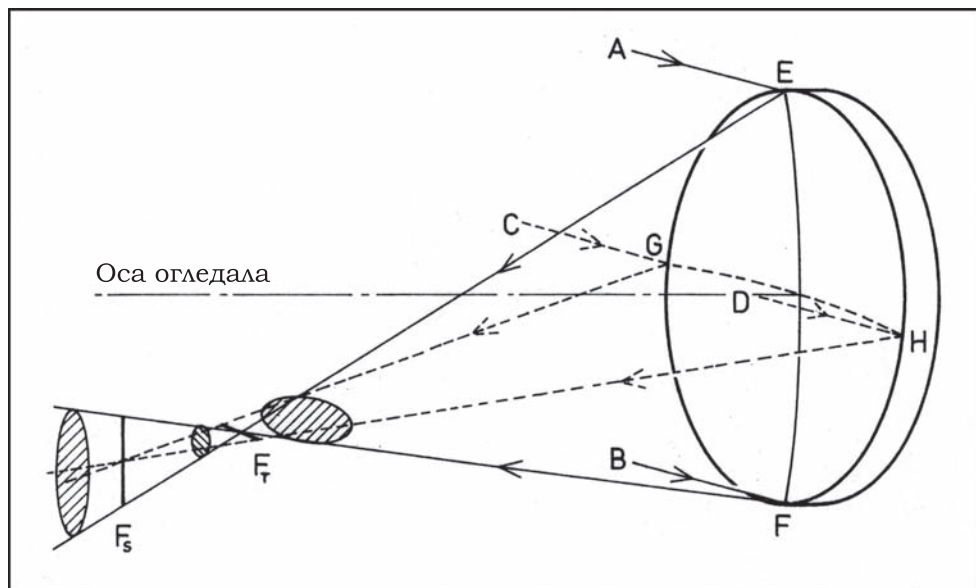
Слика 4: Сферна аберација.

Сферна аберација настаје због тога што различити радијуси објектива имају различите жижне даљине. Уколико се огледалом које има сферну површину, пречника  $D$  и жижне равни  $F$ , посматра објекат који се налази у оптичкој бесконачности онда је пречник круга расејања настао због сферне аберације:

$$\rho = 3(D/F)/32.$$

За огледало са параболоидном површином не постоји сферна аберација.

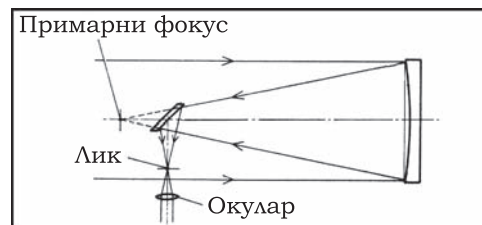
Ваносне аберације су кома, астигматизам са кривином поља и дисторзија. Оне знатно утичу на снимање објеката са већим угаоним димензијама. Кома је аберација која настаје због неочувања осне симетрије зрака који под неким углом падају на оптичку површину. Кома зависи од квадрата релативног отвора  $F/D$  и од угаоног растојања од оптичке осе  $\omega$ . Због тога су параболоидна огледала са малим релативним отвором непогодна за снимање објеката са великим угаоним димензијама. Астигматизам настаје због различитих фокуса за зраке који се налазе под углом од деведесет степени. Он



Слика 5: Астигматизам.

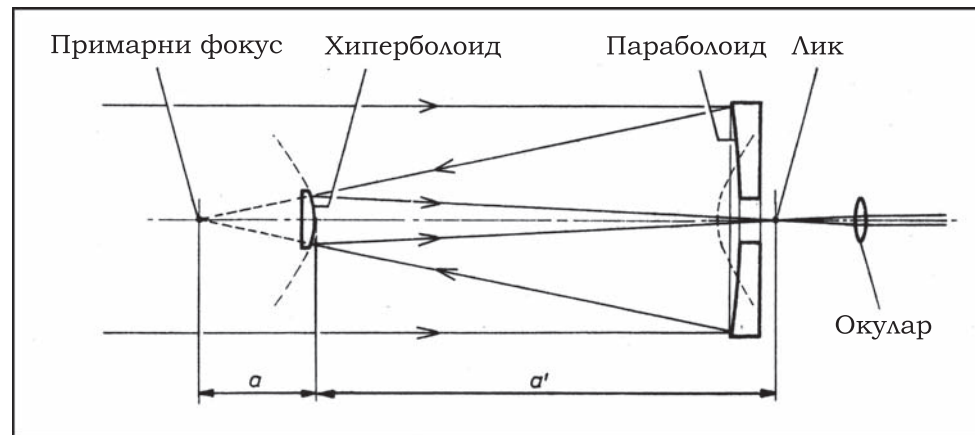
зависи од релативног отвора телескопа и од квадрата растојања од оптичке осе. Кривина поља, као што јој и име говори, је аберација која настаје због тога што жижа није раван већ одсечак сфере, па уколико изоштримо за објекат на оптичкој оси, онај ван ње ће бити неоштар и обратно. Параболоидно огледало има радијус кривине поља једнак жижној даљини огледала. Дисторзија је нарушавање размере слике за различита растојања ван оптичке осе. Она представља велики проблем при астрометријским мерењима са снимака. Параболоидно огледало нема дисторзију.

Из свега наведеног за посматрања објеката на оптичкој оси и близу ње, за аматерска посматрања најчешће се користи Њутнов рефлектор, који осим параболоидног огледала има и мало, равно, које служи да усмери фокус ван цеви телескопа да би се удобно могли поставити окулари и други прибор. Предности ове врсте телескопа су ниска цена израде и висок квалитет слике. Самим тим се већина аматера, који се одлуче за самоградњу телескопа, одлучују за овај тип. Мане су му изражене ваносне аберације, поготово кома, која ограничава корисно видно



Слика 6: Њутнов рефлектор.

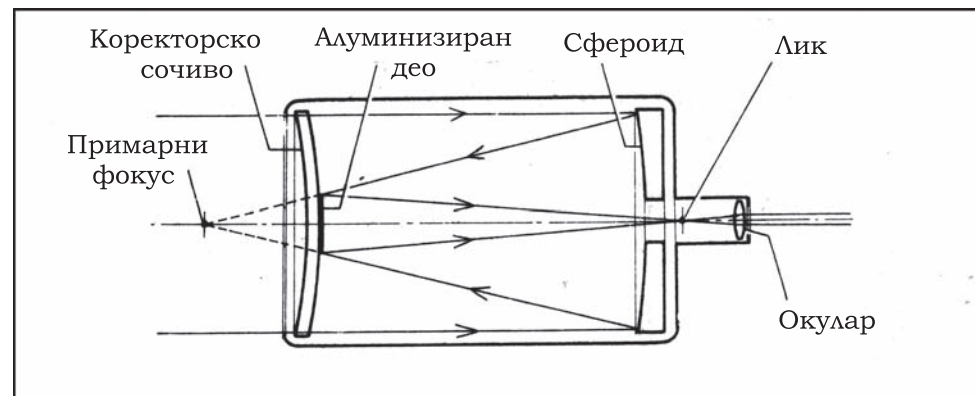
поље, нарочито за мале релативне отворе.



Слика 7: Касегренов рефлектор.

Касегренов тип такође има примарно параболоидно огледало (са централним отвором), али је секундарно хиперболоидно испупчено (негативно) и оно увеличава жижну даљину и враћа сноп зрака кроз примарно огледало у жижну раван, која се налази иза њега. Овај тип телескопа одликују компактне димензије при доста великим релативним отворима. Међутим, поприлично је тежак и скуп за самоградњу, а постоји и проблем са директним упадом светлосних зрака у окулар, па су потребни додатни штитници – бленде. Кома се може исправити уколико се и примарно огледало направи са хиперболоидном површином. Такав тип оптичког система се назива Ричи-Кретијенов и најзаступљенији је код великих телескопа.

Комбиновањем сферног огледала и специјалног танког сочива, које



Слика 8: Максубов/Касегренов катадиоптрички рефлектор.

се налази у радијусу кривине огледала, добија се висококориговани оптички систем (Шмит камера) са веома исправљеним аберацијама (све осим кривине поља). Уколико се уместо танког сочива испред огледала постави мениск (дебело сочиво код кога су радијуси кривина обе стране приближно једнаки и једна страна је испупчена, а друга удубљена) такође се добија високо кориговани телескоп. Ако корекционо сочиво поставимо испред Касегреновог типа телескопа чија су оба огледала сферна, добијамо веома популарне Максудов/Шмит-Касегрене. Иако су ови телескопи компактних димензија и имају затворен тубус, оптички квалитет није на нивоу Њутновог типа (поготово Шмит-Касегрени).

## Астроклима

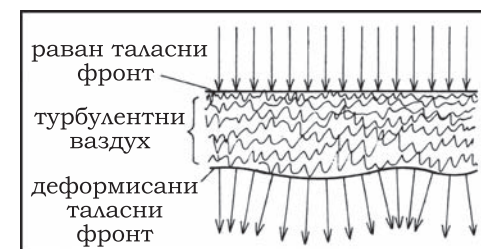
Главна препрека за успешно посматрање је атмосфера и стална кретања ваздуха у њој. Атмосферске сметње можемо поделити на локалне – оне које настају око самог телескопа и зависе од термичких особина и конструкције цеви телескопа, и оне које настају у вишим деловима атмосфере.

Уколико телескоп има затворену цев (као рефрактор) постоји већа могућност да слика буде стабилнија током посматрања, али је потребно дуже време да се телескоп термички уравнотежи после великих промена температуре. Телескопи са отвореним цевима су осетљивији на локална струјања ваздуха, мада се то може умањити правилним избором материјала за цев и њеним већим пречником. Уколико је цев 5–10 cm већег пречника од огледала, струјања ваздуха, која се углавном одвијају уз зидове цеви, не улазе у пут зрака, па самим тим и не сметају посматрањима.

Локалне турбуленције се могу умањити правилним одабиром посматрачког места. Не треба посматрати са великих бетонских површина или са кровова зграда зато што се пуно загревају током дана, па ноћу отпуштају топлоту и тада настају турбулентна кретања која кваре квалитет слике у телескопу и онемогућавају раздвајање финих детаља. Идеална места за посматрање представљају зелене површине (шумарци, ливаде и сл.) јер се оне много мање загревају на Сунчевој светлости, а самим тим и ваздух око њих, па су тако и турбуленције мање и слика у телескопу квалитетнија.

Турбуленције које настају у вишим деловима атмосфере можемо поједностављено посматрати као велики број ваздушних сочива која су поређана у више редова који се непрекидно померају. Пречник тих замишљених сочива је око 15–20 cm. Уколико је телескоп пречника

мањег од 15 cm већа је могућност да се постигне стабилна слика у њему, чак и кад постоје кретања ваздуха, јер је велика вероватноћа да објектив телескопа прекрива једно ваздушно сочиво. За веће пречнике телескопа мала је шанса да је објектив прекривен само једним сочивом, па ће се при истим атмосферским условима добити мање стабилна слика него са малим телескопом.



Слика 9: Утицај атмосферских турбуленција на раван таласни фронт.

Без обзира на тип и величину телескопа који поседујете, потребно је редовно посматрати и трудити се да се његове могућности максимално искористе. Само тако ћете моћи да осетите сву радост и задовољство посматрања.

### ЛИТЕРАТУРА:

Tomić A.: 1983, Astrofotografija, UAAD, Sarajevo.  
Сикорук Л. А.: 1990, Телескопы для любителей астрономии, Наука, Москва.

# Аматерски програм посматрања Сунца

*Владимир Ненезић*

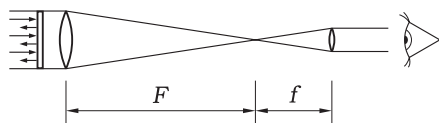
*СУНЦЕ СЕ НЕ СМЕ ПОСМАТРАТИ ГОЛИМ  
ОКОМ, НИТИ БИЛО КОЈИМ ОПТИЧКИМ  
ИНСТРУМЕНТОМ, БЕЗ ДОВОЉНО  
ГУСТОГ И КВАЛИТЕТНОГ ФИЛТЕРА.*

## Увод

У аматерској астрономији посматрања Сунца играју велику улогу, како у популаризацији тако и у самосталном истраживачком раду. За разлику од других врста посматрања, која се врше ноћу, посматрања Сунца су далеко пријатнија јер се обављају током дана, па је комфор у раду далеко већи.

Систематска посматрања фотосфере омогућавају аматеру да се детаљно упозна са веома занимљивим феноменима који су везани за пеге и факуле. Иако би за потпуно праћење Сунчеве активности требало посматрати уз филтере који пропуштају таласне дужине јонизованог водоника и калцијума, недостатак средстава за куповину тих веома скувих филтера представља непремостиву препреку за посматраче и из богатијих земаља од наше, па се таква посматрања неће овде обрађивати.

Телескопска посматрања Сунца можемо поделити на визуелна,



Слика 1: Визуелно посматрање Сунца са објективским филтером.

**НИКАДА НЕ ПОСМАТРАТИ СУНЦЕ БЕЗ КВАЛИТЕТНОГ И ДОВОЉНО ГУСТОГ ФИЛТЕРА**

где се Сунце посматра директно кроз телескоп или на пројекцији и објективна (фотографска или снимања електронском камером), где се снима цело Сунце или један део његове површине. За успешно посматрање није потребно имати телескоп великог пречника објектива јер атмосферске турбуленције и стална кретања топлог ваздуха унутар телескопа онемогућавају посматрања детаља мањих од 2". Истраживања спроведена средином шездесетих година прошлог века показују да атмосферске турбуленције, чак и на веома квалитетним посматрачким местима, омогућавају посматрање финих детаља величине 1" само у један проценат времена током дана. То значи да се већ телескопом пречника 80 mm може успешно испунити сваки аматерски програм посматрања.

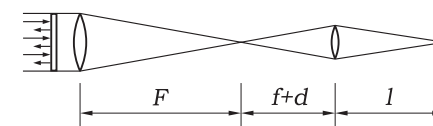
Уколико је могуће, не треба посматрати са великих бетонских површина, зато што се ваздух око њих брзо загрева и тада настају турбулентна кретања која кваре квалитет слике у телескопу и онемогућавају раздвајање финих детаља. Идеална места за посматрање представљају зелене површине (шумарци, ливаде и сл.) јер се оне много мање загревају на Сунчевој светлости, а самим тим и ваздух око њих, па су тако и турбуленције мање и слика у телескопу квалитетнија.

Посматрач би требало да се добро припреми за посматрање јер дуготрајно излагање Сунцу без заштите штети здрављу. Зато је потребно обући белу гардеробу, која ће минимално апсорбовати топлоту, увек носити качкет, шешир или неку другу заштиту за главу и пити доста течности. У паузама између посматрања потребно је склонити се са директних Сунчевих зрака у хлад. Уколико се планира дуже посматрање потребно је набавити сунцобран.

## Визуелна посматрања

Уколико не постоји могућност да се набави филтер, Сунце се безбедно може посматрати пројектовањем на екран иза окулара. Приликом пројектовања потребно је користити окуларе једноставне конструкције (Хајгенсов и Рамсденов) јер код оних сложенијих због велике топлоте може доћи до разлепљивања оптичких елемената. Потребно је заклонити директан упад Сунчевог светла на пројектовани

лик помоћу белог картона који се постави око окуларне цеви. Приликом усмеравања телескопа ка Сунцу никако не треба посматрати кроз тражилац већ усмеравати помоћу сенке коју прави телескоп.



Слика 2: Пројекција сунца на бели екран иза окулара.

Величина Сунчевог диска на пројекцији треба да буде између 100–250 mm. Уколико користимо телескоп жишне даљине  $F$  и окулар жишне даљине  $f$  и пројектујемо Сунчев лик на бели екран, који је од окулара удаљен  $l$ , онда је пречник Сунца на пројекцији дат са:

$$d = F(l/f - 1) / 114.$$

Потребно је све детаље који се могу уочити на пројекцији учртати на формулар и забележити све релевантне податке о посматрању: време, место, телескоп, атмосферске услове посматрања и све што се у тренутку посматрања запази, ма како деловало неважно, јер се утисци који се на време не забележе брзо забораве, а могу се показати веома важним за даљу обраду.

Прво се учртају контуре сенке и полусенке, онда се забележи време снимања и оријентација цртежа, па се затим врши фино сенчење детаља. Приликом учртавања потребно је лагано продрмати телескоп да би се направила разлика између неправилности на папиру и финих детаља на Сунцу. Правац дневног паралела се одређује тако што се забележи положај неке усамљене пеге малих угаоних димензија пре искључивања праћења и на сваких петнаест секунди после искључивања праћења, док пеге не изађе из видног поља. На тај начин је одређен правац исток–запад, док се правац север–југ најлакше одређује посматрањем кретања пројектоване слике при фином померању телескопа по деклинацији. После учртавања утврди се број пеге  $f$  и број група пеге  $g$ , па се израчуна Волфов број (релативни показатељ Сунчеве активности) по формули:

$$W = k(10g + f).$$

Коефицијент  $k$  се рачуна упоређивањем са посматрањима која се обављају у неком од центара за праћење Сунчеве активности. Фактор је уведен да би се уравнотежили посматрачи са различитим инструментално-посматрачким условима. За почетак се може узети да је он 1, па се накнадно врше корекције.

Уколико се посматра директно кроз телескоп, уз квалитетан и довољно густ филтер који је постављен испред објектива, за посматрање целог Сунца треба користити увеличања мања од 100 пута, да би цео диск могао стати у видно поље окулара. Као што је познато, увеличање је однос жижне даљине објектива  $F$  и окулара  $f$ . Уколико је потребно сконцентрисати се на неки детаљ могу се користити и већа увећања, али треба водити рачуна о томе да је за време дневних посматрања готово немогуће добити мирну и стабилну слику за увеличања већа од 200 пута.

## Снимање

Већина аматерских посматрања се своди на пуко регистровање посматране појаве, без неке детаљније анализе. Приликом посматрања Сунца обично се учртавају положаји пега на пројекцији и рачуна се Волфов број. Даља анализа се своди на упоређивање посматраних вредности са неким од светских еталонских посматрања. Иако је за аматере почетнике то у већини случајева више него довољно, уз мало више напора могу се остварити много вреднији резултати уколико се Сунчев диск фотографише или сними електронском камером. На тај начин се добија трајни и објективни доказ о посматрању, који може накнадно бити подвргнут анализи без губитка информација.

Снимање је могуће извести обичним рефлексним фото-апаратом коме се могу мењати објективи или дигиталним апаратом (пожељно је са изменљивим објективима, али не и неопходно). Потребно је детектор (филм или чип уколико се снима електронском камером) поставити у жижну раван телескопа. Није неопходно да фото-апарат има било какве електронске функције (аутоматско изоштравање, софистициране системе мерења светла и сл), па се могу користити и фотоапарати марке *Zenit* и *Praktica*, који су код нас широко распрострањени. Осим апарата потребно је поседовати и адаптер којим се кућиште апарата, са кога је скинут објектив, монтира на окуларну цев телескопа са кога је скинут окулар. Уколико се не може набавити такав адаптер онда га треба направити или модификовати неки део који приближно одговара (продужни прстенови за макро снимање). Изоштрава се кроз окулар фото-апарата и пожељно је користити лупу за изоштравање. Треба набавити даљински окидач, помоћу кога је могуће активирати фото-апарат са минималним потресањем при окидању. Из истих разлога, код апарата који имају ту могућност, потребно је пре окидања подићи огледало и закочити полугу за затварање „бленде“. Испред објектива треба поставити довољно густ и поуздан филтер који ће пропустити веома мали део

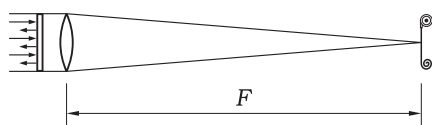
Сунчеве енергије. Обично се користе неутрални филтери густине 5,0 (пропусност  $1/10^5 = 100\ 000$ -ти део светлости).

## НИКАКО НЕ ТРЕБА ПОСМАТРАТИ КРОЗ ФИЛТЕРЕ КОЈИ СЕ СТАВЉАЈУ ИСПРЕД ОКУЛАРА.

Топлота која се акумулира у фокусу телескопа довољна је да истопи филтер или да он после неког времена напукне и тако пропусти нефилтриране Сунчеве зраке и на тај начин посматрач може изгубити вид. Једини филтери који омогућавају сигурно посматрање су они који се постављају испред објектива. Постоје две врсте филтера – стаклени и на бази пластичне фолије. Стаклени филтери су, у ствари, полирани стаклени дискови који на себи имају слој слуминијума или неког другог метала који одбија велики део Сунчеве светлости. Филтери на бази фолије (*Mylar*) такође имају на себи метални слој, али је пластична фолија далеко нежнија и приликом посматрања треба пазити да се не оштети. Иако је устаљено мишљење да су стаклени филтери бољи и да дају виши квалитет слике у односу на пластичне, то није сасвим тачно јер су фолије појединих произвођача врхунског квалитета и омогућавају посматрања и најситнијих детаља на Сунчевој површини. Велики број стаклених и пластичних филтера није високог квалитета, па приликом куповине треба бити обазрив. Посматрања на Народној опсерваторији у Београду показала су да је фолија фирме *Bader Planetarium* израђена од пластичне фолије врхунског квалитета и прихватљиве цене, па се од фолије, уз мало умешности, може направити врхунски филтер. При визуелном посматрању користи се филтер који има ознаку ND 5 и безбедан је за посматрање. Искуснији посматрачи могу користити за снимање филтер са ознаком ND 3,8, чија је пропусност  $1/103,8$  и он није безбедан за визуелна посматрања. Филтер мање густине служи да се при снимању на нискоосетљиве филмове високе раздвојне моћи користи што краће време осветљавања, да би се умањио негативан утицај атмосферских турбуленција и вибрација телескопа. Приликом изоштравања потребно је испред ока користити неутрално сиви филтер који пропушта око пет процената светлости.

Уколико сами правите филтер од пластичне фолије, не треба је затезати већ оставити да остане мало таласава. Фолија је веома танка и оптички хомогена, па не утиче у знатној мери на квалитет слике. Ако се фолија затегне појављују се пукотине у металном слоју који је нанесен на пластику и филтер постаје неупотребљив и опасан по вид. Фолија за филтер се може направити од две картонске цеви

које пасент улазе једна у другу. На цев мањег пречника постави се комад фолије који је мало већи од пречника цеви. Фолија се лепљивом траком учврсти на три места. Цев већег пречника се полако навуче преко мање цеви са фолијом. Када се цеви изравнају потребно их је залепити.



Слика 3: Снимање Сунца у примарном фокусу телескопа.

Пре посматрања потребно је проверити да ли филтер има пукотине, бразде или неку другу врсту оштећења. Кроз филтер треба посматрати Сунце голим оком. Прегледом изгледа Сунчевог диска кроз филтер преко целе површине може се са великом поузданошћу утврдити да ли је филтер оштећен.

На местима где се налазе пукотине јасно се види бљештави Сунчев сјај за разлику од јасно дефинисаног диска када се посматра кроз неоштећен филтер. Такође, потребно је филтер учврстити за телескоп, тако да не постоји могућност да током посматрања спадне или да га неко од несавесних посматрача оштети. Уколико постоји и најмања сумња у исправност филтера, не треба посматрати јер постоји могућност да се оштети вид, а ниједан астрономски приказ, ма како занимљив, није вредан губитка вида. Уколико филтер није квалитетан и пропушта већу количину штетног зрачења, посматрач неће одмах осетити погубне последице јер се при томе не осећа никакав бол.

Величина Сунца у жижној равни телескопа износи око  $1/114$  жижне даљине телескопа. Дужина осветљавања зависи од осетљивости детектора, релативног отвора телескопа и пропусности филтера и дата је изразом:

$$t = (F/D)^2 k_f / (S \cdot 10^7),$$

где је:  $F$  жижна даљина телескопа (примарни фокус) или ефективна жижна даљина код окуларне пројекције,  $D$  пречник објектива телескопа,  $k_f$  пропусност филтера дата као  $10d$ , где је  $d$  густина филтера и  $S$  осетљивост детектора.

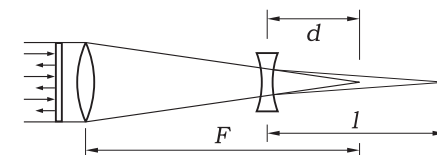
У реалном раду потребно је начинити пробе јер дужина осветљавања зависи и од много других фактора, чије вредности су углавном недовољно познате. Детаљно објашњење се може наћи у Томић, 1983. и Томић, 2003. За већину практичних потреба може се користити следећа табела као основа за пробе:

| густина филтера | Релативни отвор телескопа $F/D$ |        |        |       |
|-----------------|---------------------------------|--------|--------|-------|
|                 | 8,0                             | 11,0   | 16,0   | 22,0  |
| 4,0             | 1/4000                          | 1/2000 | 1/1000 | 1/500 |
| 5,0             | 1/500                           | 1/250  | 1/125  | 1/60  |

У табели су дати подаци за експонирање за филм осетљивости ISO 100/21°, за сунчан дан без измаглице.

Потребно је забележити тачно време снимања, телескоп, филм, врсту дигиталног или класичног апарата, место снимања са географским координатама, оријентацију снимка, стање атмосферских турбуленција, провидност атмосфере, присуство ветра и све остале меродавне податке.

Уколико желите да снимите увеличани детаљ на Сунцу потребно је повећати жижну даљину телескопа и то се може извести помоћу негативног (Барлов) сочива које се поставља испред жижке телескопа или окуларном пројекцијом. При окуларној пројекцији Сунчев лик се окуларом, који има



Слика 4: Снимање сунца уз повећање жижне даљине помоћу негативног (Барлов) сочива.

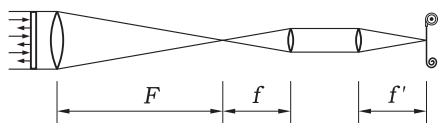
улогу пројекционог објектива, увеличава и пројектује на детектор. На тај начин је могуће достигнути велике жижне дужине, али се у пракси не користе веће од 20 m због тога што турбуленције ограничавају раздвојну моћ. Свако даље увеличавање жижне дужине има за последицу мање оштру слику. Уколико се користе филмови високе раздвојне моћи нема смисла користити жижне даљине веће од 5 m. При снимању телескопом пречника објектива 100 mm то значи да се за патролна снимања Сунца користи жижна дужина од око 2 m да би цео диск стао на један кадар (димензије кадра су  $24 \times 36$  mm, али Сунце не би требало да има пречник већи од 22 mm да би се лако могло центрирати), а уколико постоји неки занимљиви регион онда се жижна даљина увеличава. Величина Сунчевог диска при снимању окуларном пројекцијом се израчунава као и код визуелних посматрања пројекцијом на бели екран. Дужину осветљавања треба продужити око два пута због губитка приликом упијања светлости у окулару. Такође, уколико снимамо детаље који су близу лимба потребно је продужити време осветљавања због ефекта затамњења крајева отприлике два пута. Детаљније о томе у Томић, 1983. и Томић, 2003. Најпогоднији филмови за снимање Сунца су нискоосетљиви црно-бели филмови. Они се одликују високом раздвојном моћи, добрим односом сигнал-

шум (мала зрнатост). Пробна снимања на Народној опсерваторији су показала да је за патролна снимања најпогоднија комбинација *Kodak Tehnical Pan 2415* развијен 15 минута у *Agfa Rodinal* развијачу разблаженом водом у односу 1:100. Уколико се снимају детаљи пега тада је погодније време развијања шест минута са разблаживањем 1:25. Времена осветљавања су  $1/2000$  s за  $F/D = 10$  и  $1/500$  s за  $F/D = 35$ . Уколико нисте у могућности да набавите овај филм можете користити било који други нискоосетљиви црно-бели или колор негатив/дијапозитив филм.

Филмове треба пре снимања чувати на мрачном, сувом и хладном месту и развити их непосредно после експонирања. Приликом замене филма током посматрања треба се окренути контра Сунцу и у хладу вадити и стављати филм у апарат. После развијања филм се скенира на квалитетном равном или филм скенеру са оптичком резолуцијом од 2700–4000 dpi. На тај начин се обрада знатно олакшава и омогућава се да се из снимка извуче максимум информације.

Уколико је потребно увеличати жижну даљину телескопа неколико пута тада је могуће користити негативно сочиво које се постави пре жижне равни телескопа. Уколико је жижна даљина сочива  $f$  и растојање од сочива до равни филма  $l$  онда је увеличање жижне даљине дато са:

$$M = f - l/f.$$



Слика 5: Снимање Сунца кроз окулар телескопа са апаратом коме се не могу мењати објективи.

Уколико поседујете дигитални апарат коме се не може мењати објектив, онда је могуће снимити Сунце помоћу окулар телескопа. Телескоп се усмери ка Сунцу, изоштри се и постави се апарат тако да се оптичке осе окулар и објектива поклапају. Однос жи-

жних даљина објектива апарата и окулар одређује колико се пута умањује или увећава жижна даљина телескопа. Уколико је увеличање  $M$ , а жижна даљина објектива апарата  $f'$ , онда је еквивалентна жижна даљина дата са:

$$F_e = Mf'.$$

На тај начин могуће је дигитални апарат претворити у веома квалитетну астрокамеру. Суштинска предност дигиталног записа лежи у томе што се он може лако, брзо и једноставно обрађивати и складиштити. Приликом снимања дигиталним апаратом одмах се

могу уочити неправилности и оценити квалитет снимка. На тај начин се током самог снимања исправљају мањи недостаци и чувају се само квалитетни снимци. Главни проблем при снимању представљају мале димензије CCD или CMOS чипа. Већина чипова код дигиталних апарата средње класе има дијагоналу између 6 и 15 mm, па је због тога прилично тешко снимити цео Сунчев диск јер обично у комплекту окулар не постоји окулар довољно велике жижне даљине да би се у комбинацији са објективом апарата могла ефективна жижна даљина смањити на 500–1000 mm. Такође, потребно је користити квалитетније Плесл или ортоскопске окуларе или неки пројекциони објектив. Због великог броја сочива долази до губитака у интезитету светла и контрасту, а код лошијих окулар и у оштрини. Свака нечистоћа на окулару или објективу апарата знатно ће умањити квалитет снимака, па је потребно све оптичке елементе одржавати чистим – без масних флека и без много честица прашине.

Дигитални апарати су незаменљиви за снимање финих детаља јер се лако постиже увеличање жижне даљине уз стандардни сет окулар. Могућа је тренутна провера снимљених резултата, па је самим тим и већа шанса да се дође до правог резултата јер се снима док се не добије исправан снимак, док се код фотографисања никад не може знати резултат док се филм не развије, а тад је касно за било какве накнадне поправке. Изузетно мала успешност при снимању финих детаља је последица низа фактора од којих су атмосферске турбуленције најважније и веома непредвидљиве. Зато је потребно, у тренуцима стабилне атмосфере, снимити што већи број снимака јер је самим тим већа шанса да је бар један довољно добар. Предност дигиталног апарата у оваквој врсти снимања лежи у томе што број снимака не увећава трошкове снимања, па са те стране не постоје ограничења. За снимање активних фотосферских региона могу послужити и боље web-камере којима је скинут објектив.

Оптimalна жижна даљина зависи од величине пиксела и треба водити рачуна о томе да размера снимка буде таква да један пиксел буде приближан или 2–5 пута мањи од реалног раздвајања телескопа (снимање тесних двојних звезда). Уколико раздвојну моћ телескопа означимо са  $R''$ , величину пиксела са  $d(\mu\text{m})$  и ефективну жижну даљину телескопа са  $F(\text{mm})$ , онда је оптimalна вредност дата са:

$$F_e = d/R \cdot 206''.$$

Реално раздвајање телескопа зависи од пречника објектива, таласне дужине светлости у којој је максимална осетљивост детектора, квалитета израде оптичког система и атмосферских турбуленција.



Уколико претпоставимо да су атмосферске турбуленције занемарљиве (за пречнике објектива веће од 60 mm тешко остварива претпоставка, али користан мисаони експеримент) и да је максимум осетљивости детектора на 0,55  $\mu\text{m}$  онда је за дати пречник објектива  $D(\text{mm})$  реално раздвајање идеалног објектива  $R(\prime)$  дато са:

$$R = 138''/D(\text{mm}).$$

Снимци морају бити правилно оријентисани да би се у накнадној обради могле рачунати координате пега. Потребно је на снимку знати правац дневног паралела. То је могуће постићи на неколико начина од којих су најпрецизнији нивелисање једне стране кадра и двострука експозиција. Двострука експозиција се примењује ако телескоп има стабилну монтажу, нема ветра и фото-апарат има уграђену ту функцију. Међутим, уколико се користи дигитални апарат и прво се Сунце центрира, па се искључи праћење и направи се снимак и континуирано снима на десет секунди све док Сунце не изађе из видног поља (као и код оријентисања лика на пројекцији), накнадном обрадом се може лако и прецизно одредити правац дневног паралела. Телескоп се током снимања не сме померити и било би пожељно, ради веће тачности, поступак поновити неколико пута. Уколико се снима класичним фото-апаратом онда је поступак тешко изводљив, па је погодније нивелисати једну страну кадра и после рачунски одредити нагиб дневног паралела (Томић, 1976; Томић, 1983).

## Обрада

Приликом обраде, са снимака се, осим одређивања Волфовог броја, мере координате пега, њихова површина и класификују се по циришкој или некој другој класификацији. Координате пега се могу одређивати помоћу ортографских мрежа, Портеровог диска или мерењем правоуглих координата и рачунањем хелиографских (Томић, 1976). На Народној опсерваторији је развијен универзални програм за мерење координата и Microsoft Excel spreadsheet за рачунање координата центра и радијуса Сунчевог диска методом најмањих квадрата, које је написао и развио Ненад Трајковић. Тако добијени подаци се могу даље обрадити помоћу бесплатних приручних програма (на пример HELIO – <http://www.meadows3.demon.co.uk>).

Без обзира за који начин посматрања се одлучите, никако не заборавите да уживате у посматрању Сунца и несвакидашњих појава на њему.

### ЛИТЕРАТУРА:

- Томић А.: 1976, Amaterski program posmatranja Sunca, *Vasiona*, XXIV, 2-3, 49-56.  
 Томић А.: 1983, Astrofotografija, UAAD, Sarajevo.  
 Томић А.: 2003, Astronomija – praktični radovi, Zavod za udžbenike i nastavna sredstva, Beograd.  
 Винце И.: 1999, О помрачењу Сунца, *Vasiona*, XLVII, 2-3, 29.

### ИЗВОР ИЛУСТРАЦИЈА:

1-5 – Владимир Ненезић

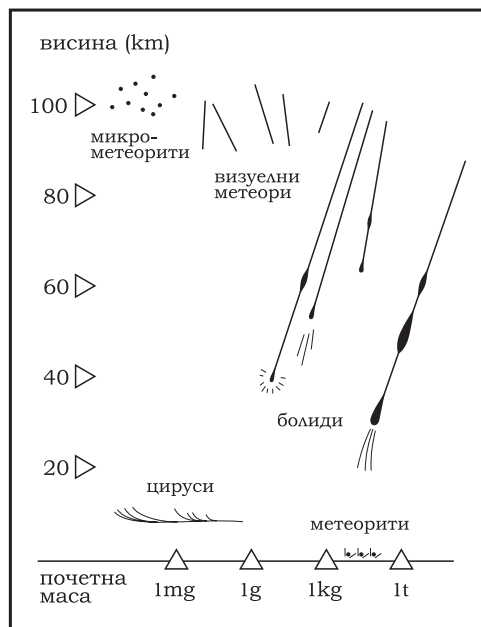
# Посматрање метеора

*Весна Славковић*

## Неки основни појмови

Метеороиди који упадају у Земљину атмосферу узрокују различите метеорске феномене, у зависности од њихове масе пре уласка, као и од почетне брзине. Најмање честице не остављају светлећи траг, већ полако падају на Земљу у виду микро-метеорита. Остали метеороиди су видљиви током светле фазе, а масивни и чврсти могу пасти на површину Земље, када их називамо метеоритима (слика 1).

Када метеороид уђе у највише слојеве атмосфере његова кинетичка енергија се троши на јонизацију околних молекула ваздуха и на топљење (услед судара – трења са честицама ваздуха). Судари су у том делу његове путање ретки, због мале густине атмосфере. Када се број судара значајније повећа, емитована светлост (при рекомбинацији) постаје довољно јака да је посматрач са површине Земље уочи. Светли траг метеора обично настаје на висинама од око 110 km (радарски се уочава јонизација и на око 140 km), а у највећем броју случајева престаје на око 80 km изнад површине Земље. У



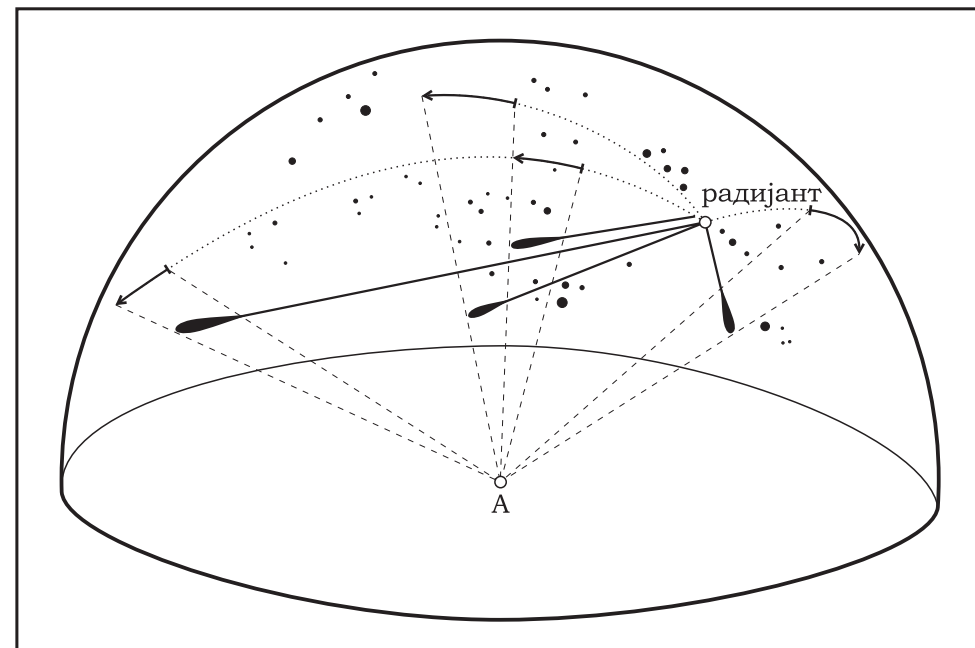
Слика 1: Врсте метеорских појава.

*fireball* – ватрена лопта) и често, неколико минута након њиховог проласка, може да се чује пискав звук.

Упадна брзина метеороида у атмосферу,  $v_{\infty}$  (брзина у односу на посматрача на Земљи), зависи од хелиоцентричних брзина метеороида и Земље (брзине на путањи око Сунца) у тој тачки њихових путања, тј. представља векторски збир ове две брзине. Упадна брзина се креће од око 25 km/s до 72 km/s, а ове разлике утичу само на висину почетка светлог трага, која је већа за брже честице. Уколико је упадна брзина мања од 20 km/s, а метеороид довољно велик и компактан, чврст остатак може стићи на површину Земље. Светла фаза оваквог метеора престаје на око 10 km изнад површине. У том тренутку сва упадна кинетичка енергија тела је комплетно потрошена на аблацију и јонизацију, па оно пада на Земљу само под утицајем гравитације (слободан пад). После релативно кратког времена његова брзина постаје константна (око 200 km/h, али зависи од облика тела). У овом делу путање метеор није видљив јер више не емитује видљиву светлост. Током године, на Земљу падне око 40 000 тона метеороидског материјала, али највећи допринос овој количини дају метеорити маса око  $10^{-6}$ – $10^{-2}$  g (микро-метеорити).

Током „обичних“ ноћи, метеорски трагови изгледају прилично

фази топљења метеороида (фаза аблације), јони и електрони се врло брзо распоређују у цилиндричан траг, чија ширина зависи од густине ваздуха (одн. од висине у атмосфери). Зависно од степена јонизације и процеса осипања масе честице ови трагови могу да трају од неколико децимала секунде све до неколико секунди. У ретким случајевима примећени су и они у трајању од неколико минута. Сјај метеора највише зависи од упадне брзине метеороида у атмосферу, као и од почетне масе, димензија и упадног угла. Метеоре привидног сјаја испод  $-3$  магнитуде (што је нпр. привидни сјај Јупитера) називамо *болидима* (у енглеском говорном подручју



Слика 2: Како посматрач у тачки А, на Земљиној површини, види метеоре неког роја у односу на звезде у позадини. Метеори се крећу по великим круговима небеске сфере, који се секу у радијанту. Положај радијанта на небеској сфери се мало разликује у зависности од места посматрања, како је Скјапарели (1871. године) показао и искористио као доказ ванземаљског порекла метеора.

неоријентисано, док трагови метеора из метеорских ројева изгледају као да потичу из исте тачке на небеској сфери. Продужавањем трагова ових метеора, уназад, долази се до мале пресечне области на небеској сфери, коју називамо *радијант роја*. Радијант роја је, дакле, релативно мала област на небу из које привидно извиру метеори неког роја (слика 2). Метеороиди једног роја крећу се по приближно паралелним путањама. Када Земља наиђе на метеородни поток, честице ће „ударати“ у Земљину атмосферу под неким углом, који зависи од вектора хелиоцентричних брзина Земље и метеороида у том тренутку. Ово се може упоредити са возњом колима по кишном или снежном времену када пахуље или капљице падају паралелно, а зависно од наше брзине и брзине ветра, нама се чини као да долазе из једне (бесконечно удаљене) тачке.

Ширина метеороидног потока у чворној тачки је велика и Земља пролази кроз њега током више дана (а у случају неких ројева, као нпр. Таурида, и по месец дана). Како се Земља на својој путањи помери (заокрене око Сунца) за око  $1^\circ$  дневно, честице ће под мало другачијим

углом упадати у њену атмосферу. За посматрача на једној локацији на површини ово ће имати као последицу померање радијанта ка истоку, паралелно еклиптици, за око  $1^\circ$  дневно. Ово померање назива се *дневни дрефт радијанта* (енг. *drift* – померај). Координате радијанта (небеске екваторске) дају се за рој у тренутку максимума, а израчунавају се за сваки дан.

При одређивању припадности метеора једном роју треба имати на уму да радијант није само једна тачка, већ област на небеској сфери пречника око  $5\text{--}10^\circ$ . Ова ширина зависи од „старости“ роја. Ројеви настали од дугопериодичних комета са великим угловима инклинације нису подложни тако честим и интензивним пертурбацијама (ређи сусрети са великим планетама), па су њихови радијанти добро дефинисани (пречник радијанта око  $5^\circ$ ).

До данас регистровано је 139 метеорских ројева, мада их постоји још, али су непримећени јер је њихова активност мала. Да би рој био званично забележен потребно је да видимо бар три метеора по једном сату, из његовог радијанта. Метеоре који не долазе ни из једног од радијаната тренутно активних ројева (а не испуњавају услов посебног роја), називамо *спорадицима*.

## Анализа и израчунавања

Након што смо утврдили да постоји активност неког роја – одредили смо координате радијанта – треба описати његову активност. Величина која квантитативно описује активност роја назива се *зенитна часовна фреквенција* (енг. *Zenital Hour Rate*, у даљем тексту *ZHR*) и представља број метеора који се види са Земље у току једног сата. Број виђених метеора зависи од низа фактора (посматрача, локалитета, атмосферске видљивости,...), а *ZHR* објективно описује активност роја независно од њих, дакле при идеалним посматрачким условима.

Пре него што се позабавимо математиком која стоји иза *ZHR*, треба увести неколико битних појмова.

### Популациони индекс ( $r$ )

У случајним међусобним сударима, као и емисијом са матичног тела, ослобађају се и ситнији метеороиди, па у метеороидном потоку има више ситнијих него крупнијих честица. Сматра се да број честица експоненцијално расте са опадањем масе честица. Мања маса метеороида за последицу има мањи сјај метеора, који ће својим бројем пратити исту експоненцијалну зависност. Ако метеора магнитуде  $m$

има  $N(m)$ , онда ће метеора магнитуде  $m + 1$  бити  $r$  пута више у односу на претходну класу:

$$r = \frac{N(m+1)}{N(m)}$$

Овај број називамо *популациони индекс*. Он је већи за младе ројеве и за делове метеороидног потока који су у близини матичног тела. Популациони индекс се мења у опсегу магнитуда, али за визуелне метеоре ( $0 \leq m \leq 6$ ) може се сматрати константним.

### Вероватноћа перцепције ( $p$ )

Мање сјајних метеора има више, али ми видимо само део њиховог стварног броја. Број виђених метеора зависи од сјаја метеора, граничне магнитуде и угловног растојања метеора од центра видног поља. *Вероватноћа перцепције* зависи од сјаја метеора и опада ка већим магнитудама, тј. мања је вероватноћа да ћемо видети слабији метеор.

### Гранична магнитуда ( $lm$ )

*Гранична магнитуда* представља најслабију магнитуду на коју посматрач може да реагује. Зависи од осетљивости ока, као и од позадинског сјаја неба, присуства магле и сл. Одређује се пребројавањем звезда у одређеним деловима неба – *полигонима* (Perseidi, 2001), које је предложила ИМО (International Meteor Organization – Међународна метеорска организација, са седиштем у Потсдаму у Немачкој). Већи број звезда значи да су пребројане и оне већих магнитуда, односно, видљивост је боља.

### Зенитна часовна фреквенција ( $ZHR$ )

*ZHR* је број метеора неког роја који би посматрач видео у току једног сата уколико је радијант у зениту, гранична магнитуда  $6,5 m$ , а небо без облака.

Одмах постаје јасно да ни један од ових услова није реалан, па се зато уводе корекције. Установљена је следећа формула:

$$ZHR = \frac{n \cdot F \cdot c \cdot z}{T_{\text{eff}}}$$

где је  $n$  број виђених метеора,  $T_{\text{eff}}$  ефективно време посматрања изражено у сатима,  $c$  корекција за граничну магнитуду,  $z$  корекција за зенитну даљину радијанта и  $F$  корекција за облачност.

### Корекција за облачност ( $F$ )

Наше видно поље је у просеку ширине  $120^\circ$  и висине  $90^\circ$ . Сваки

објекат који се у њему нађе може да заклони метеор и тиме смањи број виђених метеора. Ова корекција има вредности 1 (за небо без облака) и веће од 1 (зависно од степена покривености неба облацима):

$$F = \frac{1}{1 - k},$$

где је  $k$  степен покривености неба. Уколико је  $k$  веће од 0,35 (35%) посматрање се прекида, сем за изузетно сјајне метеоре.

### Корекција за граничну манитуду ( $c$ )

Ова корекција је дата изразом:

$$c = r^{6,5 - \ln m}.$$

Ова корекција елиминише фактор „неидеалног“ посматрачевог ока.

### Корекција за зенитну даљину радијанта ( $z$ )

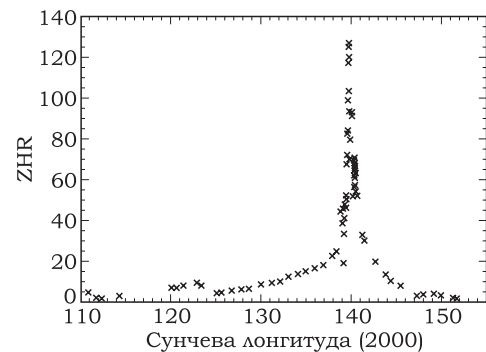
Уколико је радијант ниско на небу, део метеора који извиру из њега „испод“ хоризонта остаће непримећен. Пожељно је да у току посматрања радијант буде у видном пољу да би се лакше одредила припадност роју. Обично се посматра ако је радијант над хоризонтом  $15^\circ$  или више. Корекција за зенитну даљину радијанта дата је изразом

$$z = 1 / \sin h_R,$$

где је  $h_R$  висина радијанта над хоризонтом, за дату тачку на површини Земље, у одређеном тренутку (средина интервала посматрања).

Ова корекција елиминише зависност  $ZHR$  од места посматрања.

Коначно, може се приступити цртању графика годишње активности роја, при чему се на временску осу ( $x$ -осу), уместо времена наноси лонгитуда Сунца ( $\lambda_\odot$ ), а на  $y$ -осу  $ZHR$ . Сваки



Слика 3: ZHR профил Персеида из 1997. године.

посматрач на Земљи може да посматра рој током ноћи и ако временске прилике дозвољавају. За време нпр. обданице код нас, посматрачи са других локалитета (на којима је ноћ) бележе активност и наносе је на исти график. Обично се врши усредњавање за цео посматрачки интервал у току ноћи (неколико сати), за све посматраче, и наноси се једна тачка. На слици 3 дате су вредности за Персеиде, током

њихове активности 1997. године. Профил ће се мењати током година, како се матична комета (109P/Swift-Tuttle) буде удаљавала од чворне тачке и очекује се постепено опадање активности до следећег сусрета са кометом.

Облик  $ZHR$ -криве нам говори о унутрашњој структури роја (распореду масе на попречном пресеку потока) и могућим појавама секундарних максимума услед фрагментације матичног тела роја. Временски тренутак максимума нам говори о променама које могу да настану у орбити метеороидног потока, а везане су за прецесију њене линије чворова и, уопште, за дугорочније промене у кретању потока. Врше се и корекције основних параметара роја, као што је вредност популационог индекса, који говори о односу броја крупнијих и ситнијих честица у потоку, односно о старости роја.

Посматрања метеора дају нам много значајних информација о просторној расподели, пореклу, еволуцији и нестајању метеороида. Како смо видели, метеорска активност роја уско је повезана са астероидима, као и са кометама. Метеорска астрономија значајно доприноси нашем познавању порекла, еволуције и структуре Сунчевог система. Метеорска посматрања знатно се разликују од других астрономских посматрања. Главна разлика се састоји у природи самог феномена метеора – видљива је само последња фаза кретања честице, када су путања честице и њена брзина знатно промењени утицајима саме Земље. Друга разлика је у томе што је потребно прикупити велики број мерења пре извођења конкретних закључака. Из ових разлога, свако појединачно посматрање треба да траје релативно дуго. Визуелна посматрања не захтевају скупу опрему, па су веома погодна за почетнике. Посматрања метеора постају све занимљивија што се дуже изводе, а сам посматрач је награђен сазнањем да битно доприноси бољем разумевању овог нашег кутка васионе.

### ЛИТЕРАТУРА:

- Koschack R.: 1995, „Analyses and Calculations“, IMO Handbook for Visual Meteor Observations, IMO, Potsdam.
- Rendtell J., Roggemans P.: 1995, „Meteor Astronomy“, IMO Handbook for Visual Meteor Observations, IMO, Potsdam.
- група аутора: 2001, *Perseidi*, No 4.

### ИЗВОРИ ИЛУСТРАЦИЈА:

- 1 и 2 – преузето из: Rendtell J., Roggemans P.: 1995, „Meteor Astronomy“, IMO Handbook for Visual Meteor Observations, IMO, Potsdam.



(d) by dUCA 2004.