

MOSTOVI MED JATAMI GALAKSIJ

FEDJA ČEPLAK MENCIN

Fakulteta za matematiko in fiziko
Univerza v Ljubljani

Na koncu 20. stoletja so znanstveniki ugotovili, da je v lokalnem vesolju moč opaziti skoraj polovico manj barionov kot v zgodnjem vesolju. S pomočjo simulacij večjih območij vesolja so dognali, da se je v preteklosti večina barionov nahajala v temperaturnem območju $< 10^5$ K. V sedanjosti jih je $\sim 40\%$ v obliki filamentov toplo-vročega plina s temperaturami $10^5 - 10^7$ K, ogromnih struktur, ki povezujejo jate galaksij. Tak plin je precej redek, zato ga je preko absorpcijskega oziroma emisijskega spektra težko zaznati. Ena redkih možnosti za zaznavo so posebni sistemi, kot so krajši filamenti (mostovi) med dvema bližnjima jatama galaksij.

BRIDGES BETWEEN GALAXY CLUSTERS

At the end of the 20th century scientists discovered, that there is much less (almost 50%) baryonic matter in our Local Universe than in the Early Universe. With the help of simulations of large regions of space, they found out that in the past, most of the baryonic matter was in the $< 10^5$ K temperature range. At the present, almost 40% of the total baryonic matter is in the form of filaments of warm-hot gas - enormous structures, that connect different galaxy clusters, with temperatures between $10^5 - 10^7$ K. This type of gas is very sparse, so it is almost impossible to detect it in absorption or emission spectrum. One of few possibilities for its detection are special systems, where short filaments connect two nearby galaxy clusters.

1. Uvod

V 90. letih 20. stoletja so astrofiziki naleteli na problem "pogrešanih barionov". Barionska masa (torej masa navadne snovi v vesolju) naj se ne bi spreminjala s časom. Primerjava opazovanj bližnjega in oddaljenega vesolja je pokazala, da je izmerjenih barionov v naši bližini (v sedanjosti) mnogo manj kot pa v preteklosti. So ti barioni izginili ali jih samo niso uspeli zaznati? Na ta vprašanja bom skušal odgovoriti.

V drugem poglavju bomo spoznali nekaj osnov, nato pa bom predstavil problem pogrešanih barionov in kako ga je znanstvenikom uspelo rešiti. Ogledali si bomo še, na kakšne načine bi lahko te pogrešane barione opazovali, na koncu pa bom predstavil še primer opazovanja, kjer so jih uspeli zaznati.

2. Osnove

2.1 Hubblov zakon

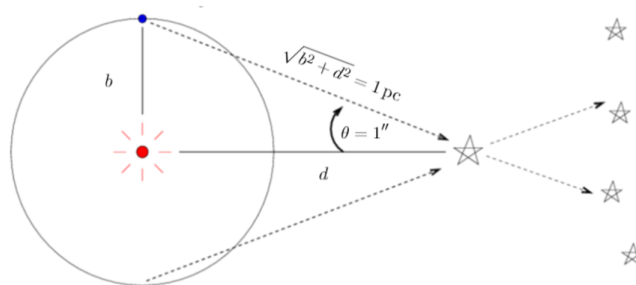
Ker so v astrofiziki razdalje do objektov zelo velike, se za njeno določanje uporablja enoto parsek. To je razdalja do objekta, če je njegova paralaksa (maksimalen kot med zveznicama objekt-Sonca in objekt-Zemlja) enaka eni ločni sekundi. En parsek znaša približno 3.26 svetlobnih let oziroma $3.1 \cdot 10^{13}$ km. Definicija paralakse je prikazana na sliki 1, kjer je označena s θ , razdalja od Sonca do objekta z d , razdalja med Zemljo in Soncem pa z b in je enaka eni astronomski enoti A.U. $\approx 1.5 \cdot 10^8$ km.

Za dejansko merjenje kozmoloških razdalj se uporablja Hubblov zakon

$$v = H_0 D, \quad (1)$$

kjer je v radialna hitrost oddaljevanja objekta od nas, H_0 Hubblova konstanta, ki znaša $H_0 \approx 70$ km/s/Mpc, D pa je razdalja do objekta. Hitrost oddaljevanja objekta lahko določimo, če izmerimo njegov spekter in določimo njegov rdeči premik

$$1 + z = \frac{\lambda_{\text{obs}}}{\lambda_{\text{emit}}} = 1 + \frac{v}{c}, \quad (2)$$



Slika 1. Prikaz paralakse θ . Če je $\theta = 1''$, potem se objekt nahaja na razdalji $\sqrt{b^2 + d^2} = 1 \text{ pc}$. Z b je označena razdalja med Zemljo in Soncem, z d pa razdalja med Soncem in objektom. Vzeto iz [1].

kjer je z rdeči premik objekta, λ_{obs} izmerjena (“observed”) in λ_{emit} izsevana (“emitted”) valovna dolžina. Pri drugem enačaju smo upoštevali klasični Dopplerjev pojav. Vidimo, da če poznamo rdeči premik, lahko z uporabo Hubblovega zakona določimo razdaljo do objekta, kot

$$D = c \frac{z}{H_0}. \quad (3)$$

Zato je pogosta količina za merjenje razdalj v astrofiziki prav rdeči premik. Zgornja enačba (3) velja pri nizkih rdečih premikih, do $z \approx 0.2$, za večje razdalje pa je potrebno dodati še člen, ki upošteva kozmološki model. Dobljena enačba je

$$D = c \frac{z}{H_0} \left[1 + \frac{1}{2} (1 - q_0) z \right], \quad (4)$$

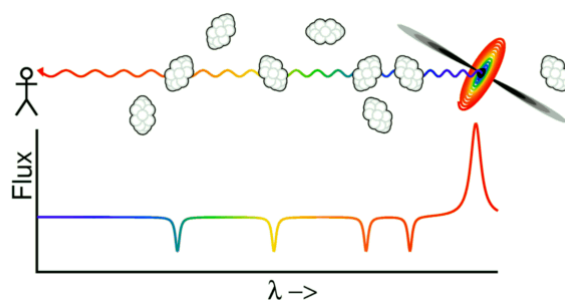
kjer je parameter q_0 odvisen od količine temne snovi in temne energije. Objekt pri $z = 1$ je od nas oddaljen približno 7600 Mpc.

2.2 Lyman α gozd

Opazovanja, o katerih bom spregovoril kasneje, temeljijo na opazovanju Lyman α gozda - gosto posejanih spektralnih črt, ki jih najdemo v spektru zelo svetlih galaksij - kvazarjev. Izsevana svetloba na poti do nas potuje skozi območja medgalaktičnega plina, zato se je nekaj absorbira (poenostavljeno prikazano na sliki 2) in v spektru opazimo absorpcijske črte. Ker se absorbira predvsem svetloba Lyman α , tem absorpcijskim črtam pravimo Lyman α gozd. Vendar če hočemo razumeti, zakaj je opazovanje Lyman α gozdov močno orodje v astrofiziki, moramo najprej razumeti, kaj kvazarji sploh so in kako pride do nastanka omenjenih gozdov.

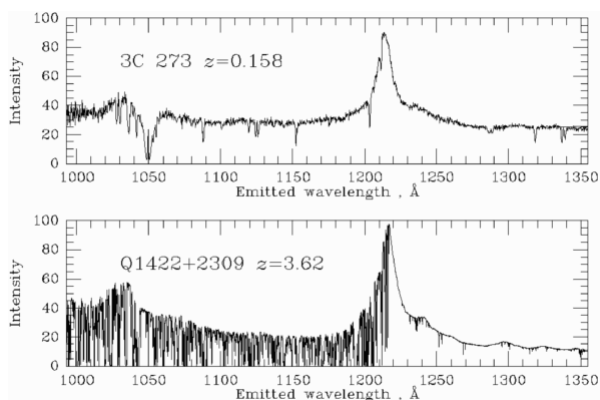
Kvazarji so po navadi oddaljene galaksije, v jedru katerih se nahaja aktivna supermasivna črna luknja. Ker snov, ki pada proti črni luknji, močno seva, so njihova jedra zelo svetla in presvetlijo svetlobo zvezd celotne galaksije. Ker je v teh aktivnih galaksijah veliko vodika, sevajo (poleg zveznega spektra zaradi drugih procesov) tudi močne emisijske črte, ki so značilne zanj. Ena od teh je Lyman α , ki se izseva pri prehodu elektrona v vodikovem atomu iz prvega vzbujenega stanja $n = 2$ v osnovno stanje $n = 1$. Valovna dolžina svetlobe, nastale pri takem prehodu, je $\lambda = 121.6 \text{ nm}$. Ko svetloba potuje do nas, na poti sreča medgalaktični plin, ki je tudi sestavljen pretežno iz vodika. Zato se bo nekaj svetlobe z valovno dolžino $\lambda = 121.6 \text{ nm}$ v njem absorbiralo, saj v vodikovih atomih povzroči prehod elektrona iz osnovnega v prvo vzbujeno stanje. Ampak v mislih moramo imeti, da objekti v vesolju niso statični. Postavimo se v sistem medgalaktičnega plina. Od nas se kvazar oddaljuje, zato je njegov spekter pomaknjen proti večjim valovnim dolžinam. Zato tudi njegove Lyman α črte plin ne zazna pri 121.6 nm, ampak je $\lambda_{\text{obs}} > \lambda_{\text{emit}}$. Torej svetloba, izsevana pri 121.6 nm, pri plinu ne povzroči prehoda Lyman α , saj je njena valovna dolžina prevelika. Ga pa povzroči svetloba, ki jo je kvazar izseval pri nižjih valovnih dolžinah. Prestavimo se sedaj v sistem

naslednjega medgalaktičnega oblaka. V končnem spektru kvazarja bomo torej opazili emisijsko črto Lyman α , pomaknjeno proti večjim valovnim dolžinam, na nižji valovni dolžini od nje pa absorpcijsko črto, ki je posledica oblaka vodika med kvazarjem in nami. Ker se je svetloba na poti od prejšnjega oblaka do nas spet premaknila proti večjim valovnim dolžinam, absorpcijske črte ne bomo videli pri 121.6 nm, ampak jo bomo zaznali pri večji valovni dolžini. V našem sistemu pa se absorbira svetloba, ki jo mi vidimo pri 121.6 nm. Prestavimo se v sistem Zemlje. Med nami in kvazarjem je takih oblakov medgalaktičnega plina veliko. Ker so na različnih razdaljah, vsak prispeva svojo absorpcijsko črto, ki jo opazimo v spektru kvazarja. Temu pravimo Lyman α gozd, kako nastane pa je za boljšo predstavo prikazano na sliki 2. Spodnja mavrična krivulja predstavlja spekter, kot ga zaznamo na Zemlji.



Slika 2. Poenostavljena ilustracija spektra kvazarja, kot ga opazimo na Zemlji. Njegova emisijska črta je pomaknjena močno proti višjim valovnim dolžinam, vidimo pa tudi različne absorpcijske črte zaradi oblakov medgalaktičnega plina na različnih oddaljenostih. Slika je vzeta iz [2].

Dva primera sta prikazana na sliki 3, kjer je spekter kvazarja umetno premaknjen tako, da je izsevana Lyman α črta ravno pri 121.6 nm. Vidimo lahko, da je na nizkem rdečem premiku veliko manj absorpcijskih črt, kar kaže na to, da je tudi manj medgalaktičnega plina, ki bi lahko tvoril te črte.



Slika 3. Spekter dveh kvazarjev, iz katerih je razvidna zgostitev absorpcijskih črt levo od Lyman α črte - Lyman α gozd. Spekter kvazarja je umetno premaknjen tako, da je njegova izsevana Lyman α črta ravno pri 121.6 nm. Slika je vzeta iz [2].

Lyman α gozdovi so uporabno orodje za proučevanje vesolja. Iz absorpcijskih črt lahko namreč določimo različne fizikalne lastnosti plina, poleg njegove oddaljenosti od nas. Iz amplitude črte lahko določimo stolpično gostoto delcev, definirano kot število delcev na cm^2 opazovane površine. Samo iz absorpcijskih črt ne moremo namreč ugotoviti, kakšna je velikost oblaka vzdolž našega pogleda, vseeno pa dobimo vpogled v to, koliko je v oblaku plina. Globlja kot je absorpcijska črta, več je delcev, torej je večja stolpična gostota. Širina absorpcijske črte pa nosi informacijo o temperaturi

plina. Večje kot so temperature, hitreje se premikajo delci znotraj oblaka. Zaradi Dopplerjevega pojava se črte zato razširijo. Za delce namreč velja Maxwell-Boltzmannova porazdelitev po hitrosti. Spomnimo se, da je njen maksimum pri $v_p = \sqrt{2k_B T/m}$. Zapišimo razširitev črte kot $\Delta\lambda/\lambda = (\lambda_{\max} - \lambda_{\min})/\lambda = 2v_p/c$, kjer smo upoštevali Dopplerjev pojav zaradi oddaljevanja/približevanja delca s hitrostjo v_p . Upošteevamo še zvezo med v_p in T , da dobimo zvezo med temperaturo in širino črte, ki jo opazujemo

$$T = \frac{m}{8k_B} \left(\frac{\Delta\lambda}{\lambda} c \right)^2. \quad (5)$$

3. Pogrešani barioni

Konec 20. stoletja so znanstveniki ugotovili, da je pri rdečem premiku $z = 2$ mase v obliki zvezdnih sistemov zelo malo, glede na maso zvezdnih sistemov danes, zato so sklepali, da je bilo takrat več mase v medgalaktičnem plinu. Opazovali so ga s pomočjo Lyman α gozdov in ugotovili, da pripomore k precej (približno 100x) večji skupni masi barionov. Ko pa so poskušali izmeriti skupno maso barionov v sedanosti, so ugotovili, da je ta skoraj 50% manjša od prejšnje [3]. Uganko so znanstveniki poskušali rešiti z različnimi simulacijami razvoja vesolja.

3.1 Simulacije razvoja vesolja

Prvo tako simulacijo sta leta 1998 ustvarila fizika Renyue Cen in Jeremiah Ostriker [3]. Upoštevala sta začetne pogoje, ki jih narekujeta zaznano mikrovalovno sevanje ozadja ter pogostost jat galaksij¹. Skozi celotni razvoj sta spremljala tri komponente: temno snov, plin in galaksije (te so se razvijale s pomočjo prvih dveh komponent). Upoštevala sta tudi, da se nekaj energije iz galaksij vrne v medgalaktični prostor v obliki izsevanih fotonov, zaradi eksplozij zvezd v obliki supernov pa se v ta prostor vrne tudi manjša količina mase ter energija v obliki toplote.

Plin sta glede na njegovo temperaturo razdelila na štiri območja: vroči plin pri $T > 10^7$ K - plin, ki oddaja rentgensko sevanje in prevladuje v jatah galaksij; toplo-vroči plin ("warm-hot intergalactic medium"-WHIM) s temperaturo 10^7 K $> T > 10^5$ K, ki se nahaja predvsem v nevirializiranih² območjih; topli plin pri $T < 10^5$ K, to je plin, ki ga enostavno zaznamo s pomočjo njegovega absorpcijskega (preko Lyman α gozda) ali emisijskega spektra. Četrta komponenta pa je hladni plin, ki se ohlaja in iz katerega nastanejo zvezde.

Iz grafov na sliki 4 lahko razberemo, da je večino prostora skozi celotno simulacijo zasedenega s toplim plinom, a njegov masni delež pade iz 94% pri $z = 3$ na 26% pri $z = 0$, kar se sklada z opazovanji Lyman α gozdov, ki so pri manj oddaljenih kvazarjev redkejši, kot pri tistih na visokih rdečih premikih. Masni delež vročega plina iz $\sim 0\%$ naraste na $\sim 18\%$ pri $z = 0$, kar se tudi sklada z opazovanji bližnjih jat galaksij. Prav tako se z opazovanji sklada količina zgoščenega dela (galaksij), pri $z = 0$ ta znaša okoli 12%. Opazimo lahko, da se toplo-vročna komponenta plina močno večja s časom in pri $z = 0$ predstavlja skoraj večino (47%) mase vseh barionov. Prav to komponento pa najtežje zaznamo.

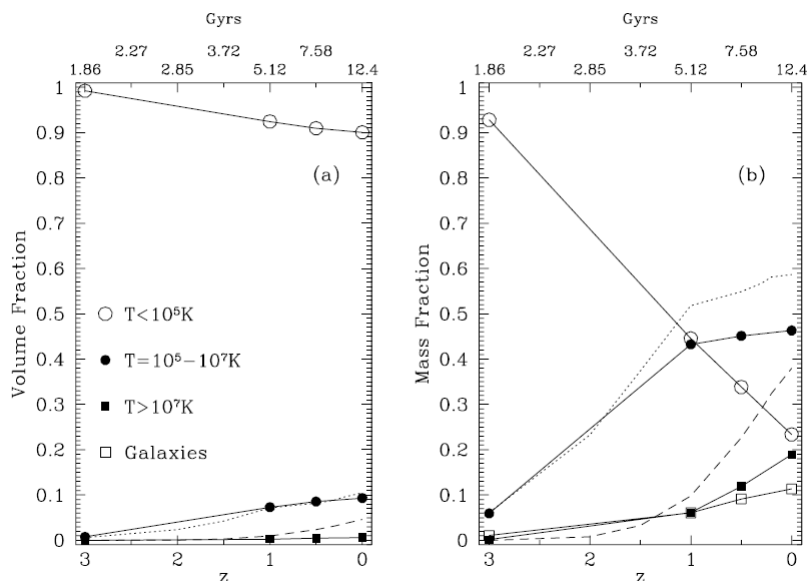
Prostorsko porazdelitev toplo-vročega plina znotraj simulacije vidimo na sliki 5. Opazimo lahko vlaknasto strukturo, kjer so z zeleno barvo označeni predeli z gostoto okoli $\rho \sim 10\langle\rho_b\rangle$, kjer $\langle\rho_b\rangle$ predstavlja povprečno barionsko gostoto³. V stičišču različnih vlaken (filamentov), pa so nastale

¹To so največji gravitacijsko vezani sistemi, v katerih je združenih tudi po 1000 galaksij. Njihov premer znaša nekje med 1 in 5 Mpc.

²Virializirano območje je območje, katerega sestavni deli med seboj gravitacijsko interagirajo, kot celota pa so stabilni. Tak sistem je v ravnovesju, se ne krči niti širi. Nevirializirana območja pa so območja, ki niso dosegla takega ravnovesja.

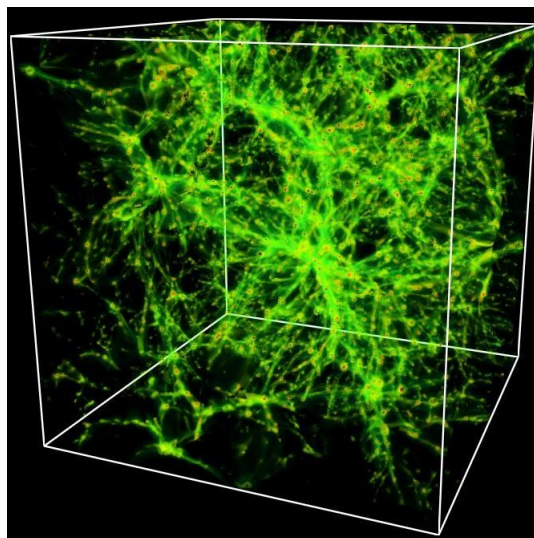
³Povprečna gostota barionov $\langle\rho_b\rangle$ je določena iz dveh kozmoloških konstant, parametrom barionske gostote $\Omega_b = 0.049h^{-2}$ in kritične gostote $\rho_c = 1.8788 \cdot 10^{-26}h^2 \text{ kg/m}^3$, kjer je $h = H_0/(100 \text{ km/s/Mpc})$. Velja zveza $\langle\rho_b\rangle = \Omega_b\rho_c$.

Mostovi med jatami galaksij



Slika 4. Na grafih so prikazane mase in prostornine različnih vrst plina (vročega, toplo-vročega, toplega plina in galaksij), dobljene iz simulacije Cen & Ostriker. Slika je vzeta iz [3].

jate galaksij (z rdečo barvo in $\rho \sim 1000\langle\rho_b\rangle$). Rumena barva označuje predele z gostoto $\rho \sim 100\langle\rho_b\rangle$. Taka struktura je posledica prvotnih fluktuacij v gostoti - zaradi gravitacije gostejša območja postajajo še gostejša, redkejša pa se vedno bolj redčijo, kar na koncu privede do kozmične mreže, ki je vidna na sliki. Prostornina prikazanega kosa vesolja je $(143 \text{ Mpc})^3$, torej zaobjema od več sto do več tisoč jat galaksij (tipična velikost jate je 1–5 Mpc).

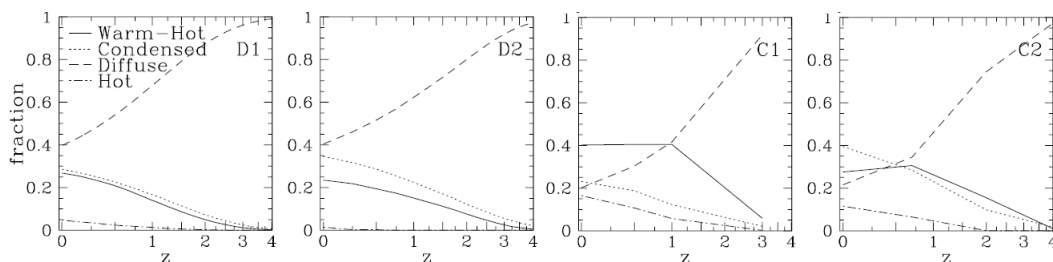


Slika 5. Prostorska porazdelitev toplo-vročega plina pri $z = 0$. Zelena območja imajo gostoto približno $10\times$, rumena $100\times$ in rdeča $1000\times$ večjo od povprečne gostote. Stranica prikazane kocke je dolga 143 Mpc. Slika je vzeta iz teoretične simulacije [3].

Leto kasneje je ameriški astronom Romeel Davé s sodelavci opravil bolj natančno raziskavo, kjer je ustvaril več različnih simulacij [4]. Uporabil je tri različne numerične algoritme z različnimi fizikalnimi in numeričnimi parametri (spreminjal je nekatere kozmološke konstante, prostorsko resolucijo simulacije ...). Rezultat vseh simulacij je bil podoben: pri visokih rdečih premikih ($z \lesssim 4$) je večina

Kritična gostota ρ_c je gostota, pri kateri bi bilo vesolje ravno in se ne bi niti širilo niti krčilo.

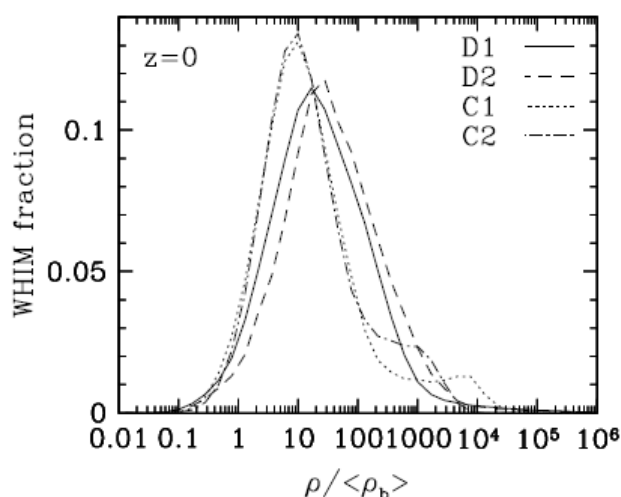
barionov v obliki toplega plina, tj. pri temperaturi $T < 10^5$ K. Ta se s se s časom pod vplivom gravitacije gosti v filamente, pri tem pa se mu potencialna energija spreminja v kinetično, zato se tudi segreva. Tako počasi topli plin prehaja v tople-vročega, torej se delež toplega plina s časom manjša, delež tople-vročega pa se večja. Vse simulacije so pokazale, da je pri rdečem premiku $z = 0$ masni delež vsega toplega plina le še nekje med 20 – 40% (pri $z = 4$ ga je bilo $\sim 100\%$), medtem ko masni delež tople-vročega plina iz 0% naraste na $\sim 30 - 40\%$. Ostalega plina je nekaj v obliki vročega plina, del pa se ga zgosti v zvezde in galaksije. Časovni razvoj teh komponent prikazujejo grafi na sliki 6; vsak predstavlja drugačno simulacijo. Rezultati so si med seboj podobni, vendar ne identični. Vsaka simulacija je namreč upoštevala drugačne fizikalne in numerične pogoje, saj je to raziskovalcem omogočilo, da so ugotovili, kateri pogoji najbolj vplivajo na razvoj barionske snovi.



Slika 6. Razvoj masnega deleža različnih komponent plina pri Davéjevih simulacijah. Oznaka “diffuse” pomeni topli plin, s “condensed” pa so označene galaksije. D1, D2, C1 in C2 pa so oznake simulacij z različnimi kozmološkimi parametri. Vzeto iz [4].

Osredotočimo se na tople-vroči plin. Ker so znanstveniki menili, da na njegov razvoj najbolj vpliva segrevanje zaradi padanja na večje strukture (npr. filamente), so ta pogoj vključili v vseh simulacijah, medtem ko so druge pogoje (segrevanje zaradi supernov, hlajenje zaradi sevanja, resolucijo ...) spreminjali. Ker so bili rezultati med seboj še vedno podobni, je to potrdilo njihovo domnevo. Sicer bi bilo mogoče, da bi se pogoji med seboj izključevali, a to bi bilo skrajno neverjetno.

Iz slike 5 je razvidno, da se sicer veliko tople-vročega plina nahaja v filamentih, a dejanskega deleža iz nje ne moremo oceniti. Odvisnost količine plina od gostote pri $z = 0$ za različne simulacije prikazuje graf 7.



Slika 7. Masni delež tople-vročega plina v odvisnosti od gostote pri $z = 0$. Vzeto iz [4].

Vse štiri simulacije pokažejo, da je glavnina plina pri relativno nizkih gostotah, z vrhom pri približno $\sim 10 - 30 \langle \rho_b \rangle$. Nekje med 70 – 80% tega plina leži med $5 < \rho / \langle \rho_b \rangle < 200$, kar je tipično

za filamente. To še dodatno podkrepi prepričanje, da je v njih zbranega večino toplo-vročega plina.

4. Opazovanje

Teoretične ugotovitve so sprožile iskanje načinov, kako bi lahko toplo-vroč medgalaktično snov tudi opazovali. Oglejmo si, kateri procesi so pomembni v takem plinu, da bi ga preko njih lahko opazovali.

4.1 Absorpcijski spekter

Absorpcijski spekter toplo-vročega plina opazujemo na podoben način kot Lyman α gozdove. Potrebujemo nek svetel objekt, npr. kvazar. Ko njegova svetloba potuje do nas, se je nekaj absorbira v toplo-vročem plinu, zato v spektru vidimo absorpcijske črte.

Toplo-vroči plin je sestavljen iz vodika, helija in kovin (težjih elementov od helija). Zaradi visokih temperatur sta skoraj ves vodik in helij popolnoma ionizirana, zato ne pripomoreta k absorpcijskem spektru [5], saj nimata elektronov, katerim bi fotoni oddali svojo energijo, zato v spektru posledično ne pustita sledi in ju potemtakem tudi težko opazujemo.

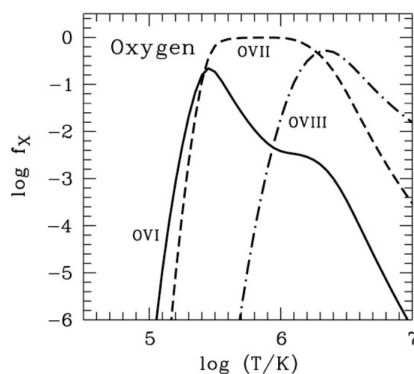
Spomnimo se, da je število atomov v posameznem energijskem stanju odvisno od energije tega stanja

$$\frac{N_a}{N_b} \propto e^{-\frac{E_a - E_b}{k_B T}}, \quad (6)$$

kjer sta a in b posamezni energijski stanji nevtralnega atoma, v sorazmernostnem faktorju pa je vključena degeneracija energijskih nivojev. Preko te enačbe lahko približno ocenimo, koliko atomov vodika je pri določeni temperaturi ioniziranih. Razlika energij je ravno enaka ionizacijski energiji χ , ki znaša ≈ 13.6 eV. Pri temperaturi $T = 10^6$ K je vrednost v eksponentu enaka $\chi/k_B T \approx 0.1$, torej je po tem enostavnem približku razmerje nevtralnih in ioniziranih atomov vodika ≈ 1 .

Seveda izračun ni točen. Pove nam samo, da je veliko ioniziranih atomov vodika. Nismo namreč upoštevali, da lahko ionizirani elektroni zasedejo katerokoli energijsko stanje, prav tako nismo upoštevali degeneracije nivojev. Natančnejši izračuni pokažejo, da je številski delež nevtralnega vodika $\approx 10^{-7}$, torej gre res predvsem za ioniziran vodik [6].

Kovine pa kljub visokim temperaturam niso popolnoma ionizirane, zato lahko absorbirajo fotone in v spektru dobimo absorpcijske črte. Med najpomembnejšimi kovinami je kisik, saj ga je glede na druge kovine največ. Zvezde namreč z jedrskimi reakcijami proizvedejo več kisika, kot pa ga porabijo. Masni delež različnih ionizacijskih stanj kisika v odvisnosti od temperature je prikazan na sliki 8 in tabeli 1, kjer so ionizacijska stanja zapisana v standardni notaciji z rimskimi števili, kjer O I predstavlja neionizirane kisikove atome, O II pomeni, da so atomi kisika enkrat ionizirani itd.



Slika 8. Masni delež različno ioniziranega kisika v toplo-vročem plinu v odvisnosti od temperature. Vzeto iz [5].

T	najpogostejše ioniz. stanje O	značilne λ
$10^5 - 3 \cdot 10^5$ K	O VI	103.2 nm in 103.8 nm
$3 \cdot 10^5 - 3 \cdot 10^6$ K	O VII	2.16 nm
$3 \cdot 10^6 - 10^7$ K	O VIII	1.9 nm

Tabela 1. Najpogostejše stanje kisika in λ , ki so zanj značilne, v različnih temperaturnih območjih.

Spomnimo se, da je nevtralnega vodika v takem temperaturnem območju zelo malo. A vseeno prispeva k spektru t.i. široke Lyman α črte. Kot že ime pove so precej široke in plitve, saj so zaradi visoke temperature tudi hitrosti delcev visoke. Ker delci potujejo v vse smeri, se zaradi Dopplerjevega pojava črte razširijo.

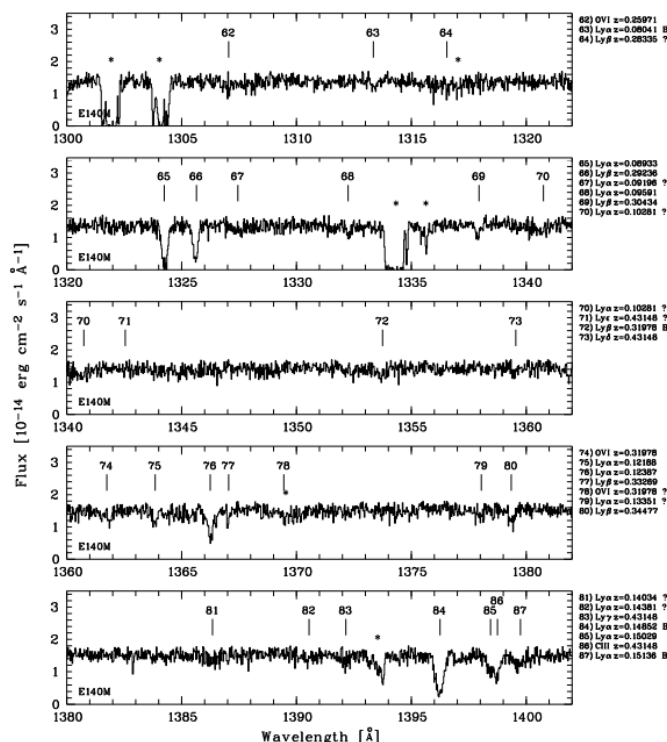
Detekcija toplo-vročega plina v absorpcijskem spektru je težavna, saj ga moramo opazovati pri nizkih rdečih premikih. Simulacije so pokazale, da ga je tam največ, prav tako pa tak plin vsebuje več kisika, preko katerega bi ga lahko zaznali, kot pa plin na večjih razdaljah. Vsebnost kisika v vesolju se namreč s časom veča, saj ves čas nastajajo nove zvezde, ki ga z jedrskimi reakcijami proizvedejo več, kot pa ga porabijo. A težava pri opazovanju takega plina pri nizkih rdečih premikih je, da so absorpcijske črte, ki jih proizvede, težko ločljive od absorpcijskih črt, ki jih proizvede plin v naši Galaksiji. V tem času, ki ga svetloba potrebuje, da pride do nas, se črte ne utegnejo dovolj premakniti proti višjim valovnim dolžinam, da bi jih lahko ločili od črt zaradi plina v naši neposredni bližini. Za lažjo detekcijo bi potrebovali teleskope z boljšo ločljivostjo ter take, ki bi bili bolj občutljivi na UV in rentgensko svetlobo nizkih energij.

Kako zahtevna je dejanska detekcija, prikazuje slika 9, na kateri je narisana spekter kvazarja PG 1259+593. Vidimo lahko Ly- α in Ly- β (prehodi Lyman so značilni za elektron v vodiku, α iz $n = 2$ v $n = 1$, β pa iz $n = 3$ v $n = 1$) črte, ki pa niso vse nastale zaradi toplo-vročega plina med nami in kvazarjem. Ta je kriv za nastanek širokih Ly- α in Ly- β črt označenih s 63, 72, 84, 87 na rdečih premikih $z = 0.080$, 0.149 , 0.151 in $z = 0.320$ in O VI črti označeni z 62 in 74 na rdečih premikih $z = 0.260$ in $z = 0.320$. Vidimo lahko, da se večino teh črt težko loči od šuma (če sploh se), zato je težko biti prepričan, kdaj sploh gre za absorpcijo. Da dejansko ugotovimo, za katero črto gre, pa je še težje.

Čeprav preko absorpcijskih črt ne moremo neposredno določiti mase plina, kot omenjeno na koncu poglavja 2.2, lahko določimo njegovo stolpično gostoto. Če bi nam uspelo določiti še velikost oblaka v vzdolžni smeri, bi potem lahko določili tudi maso plina v njem. Filamenti, sestavljeni iz toplo-vročega plina, povezujejo jate galaksij. Če bi opazovali dve jati, povezani s takim filamentom, bi lahko na podlagi rdečega premika določili razdalji obeh jat vzdolž našega pogleda. Ker ju povezuje filament, bi ugotovili, kakšna je velikost filameta v vzolžni smeri, kar pa potrebujemo za določitev mase. Na tak način je določitev mase filameta uspela astrofiziku Norbertu Wernerju leta 2008, kar bom podrobneje predstavil v nadaljevanju.

Dodatno težavo pri določanju mase toplo-vročega plina predstavlja tudi to, da je večinoma sestavljen iz ioniziranega vodika, ki pa ne prispeva k spektru. Na srečo so nam opazovanja jat galaksij omogočila, da lahko približno ocenimo, kolikšen delež celotnega plina predstavlja kisik. Velja, da je kovinskost⁴ plina na nizkih rdečih premikih, približno enaka $Z = 0.3Z_{\odot}$, kjer je Z_{\odot} kovinskost Sonca in znaša $Z_{\odot} \approx 0.02$. Če predpostavimo, da ni nobenega težjega elementa od kisika, dobimo zgornjo oceno za maso oblaka plina. Moramo pa paziti, da se kovinskost spreminja s časom, tako je ocena $Z = 0.3Z_{\odot}$ zgolj približna za dovolj nizke rdeče premike ($z < 2$).

⁴Masni delež vseh elementov težjih od helija.



Slika 9. Spekter kvazarja PG 1259+593 v valovnih dolžinah med 130 nm in 140 nm. Opazimo lahko veliko Ly- α in Ly- β absorpcijskih črt, in nekaj črt zaradi 5x ioniziranega kisika. Vzeto iz [5].

4.2 Emisijski spekter

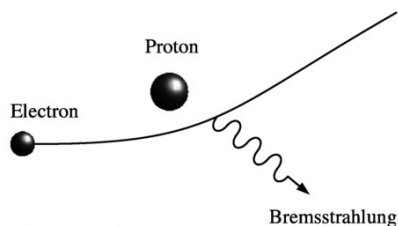
K emisijskem spektru plina pripomorejo trije glavni procesi: prosto-prosto oz. zavorno sevanje (“bremsstrahlung”), vezano-vezano oz. deekscitacijsko sevanje in prosto-vezano oz. rekombinacijsko sevanje.

Do zavnega sevanja pride pri upočasnjevanju prostega elektrona zaradi bližnjega srečanja z atomskim jedrom (slika 10). Ko elektron prileti v električno polje pozitivno nabitega jedra, se mu kinetična energija zmanjša, izseva pa se foton z energijo enako spremembi kinetične energije elektrona. Zavorno sevanje v toplo-vročem plinu nam da zvezen spekter v nizkoenergetskem rentgenskem območju (ang. “soft x-ray band”). Opazovanje takega sevanja toplo-vročega plina je težavno, saj je prispevek zavnega sevanja vročega plina veliko večji [7].

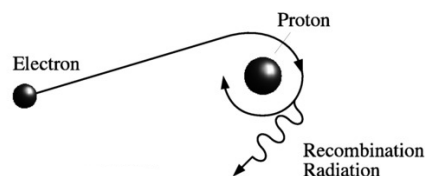
Pri prosto-vezanem sevanju se prost elektron veže na pozitivno jedro (oz. se z njim rekombinira) in izseva se foton v rentgenskem območju (slika 11). Ker kinetična energija prostega elektrona ni kvantizirana, energija vezanega elektrona pa je, izsevani fotoni pripomorejo k zveznem spektru. Njihova energija je namreč enaka razliki med energijo elektrona pred in po rekombinaciji. Ker je energijski spekter elektronov pred rekombinacijo zvezen, po rekombinaciji pa ne, je tudi njuna razlika, torej energijski spekter izsevane svetlobe, zvezna. Rekombinacijsko sevanje prevladuje le pri nizkih energijah (temperaturah), zato ga praktično ne zaznamo.

Za vezano-vezano oz. deekscitacijsko sevanje je značilno, da elektroni iz višjih energijskih stanj preskakujejo na nižja, pri čemer se izseva foton. A za to potrebujemo atome, ki niso popolnoma ionizirani. Med njimi je spet najpomembnejši kisik, saj ga je med ustreznimi elementi največ. Najbolj primerna sta 6x ioniziran kisik O VII, ki seva pri 2.21 nm, 2.18 nm, 2.16 nm in 1.86 nm ter 7x ioniziran kisik O VIII, ki najbolj izrazito seva pri 1.90 nm [8].

Prednost opazovanja plina v emisijskem spektru je, da nismo omejeni na opazovanja, pri katerih se vzdolž smeri pogleda nahaja svetel objekt (kot se dogaja v primeru absorpcijskega spektra) in



Slika 10. Prikaz zavornega sevanja. Vzeto iz [9].



Slika 11. Prikaz prosto-vezanega sevanja. Vzeto iz [9].

je naš pogled lahko (načeloma) usmerjen kamorkoli. Nastopi pa težava, ker je izsev sorazmeren s kvadratom gostote, toplo-vroči plin pa ni zelo gost, zato je tak signal težko zaznati. Opazovanje nam še dodatno otežijo procesi znotraj naše Galaksije, ki prav tako prispevajo podoben, vendar močnejši signal [10]. Težava se pojavi tudi pri tem, da je tako kot pri absorpcijskem tudi v emisijskem spektru potrebno opazovanje na relativno nizkih rdečih premikih, kjer pa je spekter toplo-vročega plina težko ločiti od ostalega plina.

Za lažjo detekcijo tako v absorpcijskem kot emisijskem spektru bodo potrebni boljši teleskopi. V prihodnosti Evropska vesoljska agencija načrtuje izstrelitev rentgenskega teleskopa Athena, ki bo sicer predvsem namenjena opazovanju vesolja pri visokih energijah [11], predlog za teleskop naslednje generacije je Cosmic Web Explorer [12], katerega glavni cilj bo prav raziskovanje teh pogrešanih barionov. Pred dvema letoma, 13. 11. 2019, je v vesolje poletel teleskop Spektr-RG, na katerem je inštrument eROSITA, ki prav tako opazuje vesolje v rentgenskem delu spektra in že kaže obetavne rezultate [13].

4.3 Drugi načini opazovanja

Toplo-vroči plin bi lahko zaznali tudi preko Sunjajev-Zeldovičevega učinka - fotoni mikrovalovnega sevanja ozadja (CMB) se na hitrih elektronih v plazmi obratno Comptonovo sipljejo. Gre za pojav, ko se foton siplje na elektronu z večjo kinetično energijo in pri tem prejme nekaj energije elektrona. Spekter valovanja, ki se obratno Comptonovo siplje, se zato premakne k nižjim valovnim dolžinam. Čeprav je to odstopanje od CMB-ja relativno majhno, ga lahko zaznamo. A zaenkrat lahko na ta način detektiramo le toplo-vroči plin, ki je relativno blizu jat galaksij, saj so tam gostote večje, torej je več elektronov, na katerih se fotoni obratno Comptonovo sipljejo in je tako Sunjajev-Zeldovičev učinek močnejši.

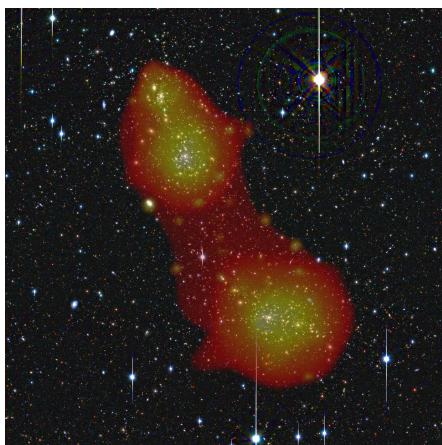
Pri detekciji toplo-vročega plina bi nam lahko pomagali tudi hitri radijski izbruhi (ang. "Fast Radio Bursts" oz. FRB-ji) [14]. To so svetli, zaenkrat še nepojasnjeni signali v radijskem spektru (najverjetneje so povezani s posebnimi nevtronskimi zvezdami, magnetarji), ki trajajo le nekaj milisekund. A ne zaznamo vseh frekvenc v signalu istočasno. Ko elektromagnetno valovanje potuje skozi nabite delce, z njimi interagira in pride do disperzije - hitrost potovanja elektromagnetnega valovanja skozi snov postane odvisna od njegove frekvence. Ta zakasnitev med različnimi frekvencami je odvisna od gostote snovi, skozi katero signal potuje, zato bi se lahko hitri radijski izbruhi uporabljali za raziskovanje toplo-vročega plina. Če bi ga uspeli zaznati in ugotoviti, s kakšnim zamikom so do nas prišle različne frekvence tega signala, bi lahko ugotovili, kakšna je gostota snovi (toplo-vročega plina) med nami in njegovim izvorom. Vendar opazovanje teh izbruhov ni učinkovito, saj so zelo redki in nepredvidljivi.

5. Most med jatama Abell 222 & Abell 223

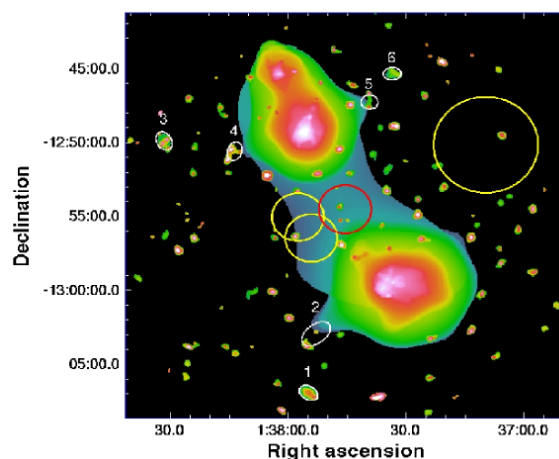
Gostota toplo-vročega plina je večja v bližini jat galaksij, zato ga tam najlažje opazimo (spomnimo se, da sta tako emisijski kot absorpcijski spekter močno odvisna od gostote). Še primernejši za opazovanje pa so dvojni sistemi jat. Gre za jati, ki sta blizu druga drugi, povezuje ju krajši filament oziroma most, v katerem je plin nekoliko bolj gost.

Prav tak sistem je s sodelavci opazoval slovaški astrofizik Norbert Werner leta 2008 [15]. Gre za jati Abell 222 in Abell 223 z radijema $r_{222} \approx 1.28$ Mpc in $r_{223} \approx 1.55$ Mpc na rdečem premiku $z \approx 0.21$ ($D = 900$ Mpc). Na nebu sta med sabo oddaljeni za $\sim 14'$, kar znaša ~ 2.8 Mpc, medtem ko je razlika njunih rdečih premikov $\Delta z = 0.005 \pm 0.001$ kar ustreza razdalji 15 ± 3 Mpc vzdolž smeri pogleda.

Opazovali so ju s teleskopom XMM-Newton⁵ 18. in 22. junija leta 2007, s skupnim ekspozicijskim časom 40 ur. Ob izločitvi časovnih intervalov, ki so imeli preveč šuma, jim je ostalo manj kot polovico ekspozicije. Ker so opazovali z rentgenskim teleskopom, so se omejili na fotone z energijami 0.5 – 7.5 keV, oziroma z valovnimi dolžinami 2.48–0.17 nm. Na dobljeni sliki so izvedli algoritem, s katerim so se omejili na področja, ki so jih zanimala in se znebili točkastih izvorov svetlobe (aktivnih galaktičnih jeder), ki bi motili opazovanje. Učinkovitost algoritma je razvidna iz slik 12 in 13 (na desni sliki ni več svetlih točkastih svetil).



Slika 12. Slika jat Abell 222 in Abell 223 na dan 6.5.2008 teleskopa XMM-Newton. Vzeto iz [17].



Slika 13. Slika jat Abell 222 in Abell 223 po izvedbi algoritma za odstranitev točkastih izvorov. Vzeto iz [15].

Spekter filamenta so izločili iz območja znotraj rdeče krožnice velikosti $1.6'$ (velikost Lune na nebu znaša približno $31'$), prikazane na sliki 13 na sredini med obema jatama. Območja, obdana z rumenimi krožnicami, pa so služila za odstranitev ozadja.

Most med jatama so zaznali le v energijskem območju 0.5–2.0 keV, kar ustreza energijam, značilnim za zavorno sevanje. Ugotovili so, da je temperatura plina v območju znotraj rdeče krožnice enaka $T = (9.28 \pm 2.20) \cdot 10^6$ K z gostoto, ki je 150x večja od povprečne, kar se povsem sklada s simulacijami⁶. Tako temperatura kot gostota plina kažeta na to, da se med jatama Abell 222 in Abell 223 nahaja toplo-vroči plin. Uspelo jim je določiti tudi maso filamenta, saj so izračunali tako gostoto kot njegovo velikost. Ta znaša $\approx 1.1 \cdot 10^{14} M_{\odot}$, kjer je M_{\odot} masa Sonca in znaša $M_{\odot} = 2 \cdot 10^{30}$ kg.

A večina tega plina v vesolju ima nižje temperature in gostote, zato ga je drugje kot v bližini

⁵XMM-Newton je teleskop Evropske vesoljske agencije, ki vesolje opazuje v rentgenskem spektru. V vesolje so ga poslali konec leta 1999. [16]

⁶Leta 2006 je nemški astrofizik Klaus Dolag s sodelavci na podlagi simulacij predvidel, da imajo filament, ki povezujejo jate, znotraj razdalje ≈ 1 Mpc od središča filamenta, gostote $\rho/\langle\rho_b\rangle > 100$ in temperaturo okoli 10^7 K [18].

jat veliko težje zaznati. Prav tako na podlagi tega opazovanja ne moremo sklepati, koliko plina se nahaja drugod, a vseeno ta raziskava postavlja pomemben mejnik pri opazovanju toplo-vročega plina. Vidimo, da simulacije pravilno napovejo povezavo jat galaksij preko filamentov, ki ležijo v temperaturnem območju 10^5 – 10^7 K. A zaenkrat smo zaradi tehnologije vezani (kar se takega plina v emisiji tiče) na opazovanje dvojnih sistemov jat, podobnim A 222 in A 223.

6. Zaključek

Na koncu 20. stoletja so znanstveniki opazili, da je na nizkih rdečih premikih moč zaznati veliko manj barionov kot na višjih. S pomočjo simulacij so ugotovili, da je večina barionov v obliki redke vroče plazme s temperaturo $10^5 < T < 10^7$ K. Te barione težko zaznamo tako v emisijskem kot absorpcijskem spektru. Pri obeh spektrih igra pomembno vlogo ioniziran kisik O VI, O VII in O VIII, saj tvori relativno močne tako absorpcijske kot emisijske črte. Opazovalo bi se ga lahko tudi prek pojavov, kot so zavorno sevanje, Sunjajev-Zeldovičev učinek in hitri radijski izbruhi. Zaenkrat nam tehnologija omogoča detekcijo tega plina le v bližini jat galaksij, vendar se v ta namen veliko vlaga. Nedavno nazaj so v vesolje poslali teleskop Spektr-RG, čez nekaj let bo poletel rentgenski teleskop Athena, načrtujejo pa tudi teleskop nove generacije Cosmic Web Explorer, tako da si lahko v bližnji prihodnosti obetamo še veliko novih spoznanj.

7. Zahvala

Rad bi se zahvalil mentorici doc. dr. Dunji Fabjan za vso pomoč, ki mi jo je namenila tekom pisanja tega članka.

Literatura

- [1] Michael Richmond, *Parallax is great! Gaia will expand our view*, citirano: 19. 3. 2021, dostopno na: <http://spiff.rit.edu/classes/ladder/lectures/parallax/parallax.html>.
- [2] University of California - Division of Astronomy & Astrophysics, *Lyman Alpha Forest*, citirano: 3. 3. 2021, dostopno na: <http://www.astro.ucla.edu/~wright/Lyman-alpha-forest.html>.
- [3] Renyue Cen in Jeremiah P. Ostriker, "Where Are the Baryons?", v: *The Astrophysical Journal* 514.1 (mar. 1999), str. 1–6, ISSN: 1538-4357, DOI: 10.1086/306949, dostopno na: <http://dx.doi.org/10.1086/306949>.
- [4] Romeel Dave in sod., "Baryons in the Warm-Hot Intergalactic Medium", v: *The Astrophysical Journal* 552.2 (maj 2001), str. 473–483, ISSN: 1538-4357, DOI: 10.1086/320548, dostopno na: <http://dx.doi.org/10.1086/320548>.
- [5] P. Richter, F. B. S. Paerels in J. S. Kaastra, "FUV and X-Ray Absorption in the Warm-Hot Intergalactic Medium", v: *Space Science Reviews* 134.1-4 (feb. 2008), str. 25–49, ISSN: 1572-9672, DOI: 10.1007/s11214-008-9325-4, dostopno na: <http://dx.doi.org/10.1007/s11214-008-9325-4>.
- [6] Ralph S. Sutherland in M. A. Dopita, "Cooling Functions for Low-Density Astrophysical Plasmas", v: *Astrophysical Journal Supplement* 88.1 (sep. 1993), str. 253–327, ISSN: 0067-0049, DOI: 10.1086/191823, dostopno na: <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1993ApJS...88..253S/abstract>.
- [7] B. Ryden in R. Pogge, *Interstellar and Intergalactic Medium*, dostopno na: <https://books.google.si/books?id=91hHDAAAQBAJ>.

- [8] Kohji Yoshikawa in sod., “Detectability of the Warm/Hot Intergalactic Medium through Emission Lines of O VII and O VIII”, v: *Publications of the Astronomical Society of Japan* 55.5 (okt. 2003), str. 879–890, ISSN: 0004-6264, DOI: 10.1093/pasj/55.5.879, dostopno na: <https://doi.org/10.1093/pasj/55.5.879>.
- [9] NASA’s Cosmos, *Radiative interactions between electrons and protons*, citirano: 21. 3. 2021, dostopno na: https://ase.tufts.edu/cosmos/view_picture.asp?id=1418.
- [10] I Khabibullin in E Churazov, “X-ray emission from warm-hot intergalactic medium: the role of resonantly scattered cosmic X-ray background”, v: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 482.4 (nov. 2018), str. 4972–4984, ISSN: 1365-2966, DOI: 10.1093/mnras/sty2992, dostopno na: <http://dx.doi.org/10.1093/mnras/sty2992>.
- [11] *Athena X-ray observatory*, citirano: 13. 3. 2021, dostopno na: <https://www.the-athena-x-ray-observatory.eu/>.
- [12] A. Simionescu in sod., *Voyage through the Hidden Physics of the Cosmic Web*, 2019, arXiv: 1908.01778 [astro-ph.CO].
- [13] Andrea Merloni, Kirpal Nandra in Peter Predehl, “eROSITA’s X-ray eyes on the Universe”, v: *Nature Astronomy* 4.7 (jul. 2020), str. 634–636, ISSN: 2397-3366, DOI: 10.1038/s41550-020-1133-0, dostopno na: <https://doi.org/10.1038/s41550-020-1133-0>.
- [14] Yutaka Fujita in sod., “PROBING WHIM AROUND GALAXY CLUSTERS WITH FAST RADIO BURSTS AND THE SUNYAEV–ZEL’DOVICH EFFECT”, v: *The Astrophysical Journal* 834.1 (dec. 2016), str. 13, ISSN: 1538-4357, DOI: 10.3847/1538-4357/834/1/13, dostopno na: <http://dx.doi.org/10.3847/1538-4357/834/1/13>.
- [15] N. Werner in sod., “Detection of hot gas in the filament connecting the clusters of galaxies Abell 222 and Abell 223”, v: *Astronomy & Astrophysics* 482.3 (apr. 2008), str. L29–L33, ISSN: 1432-0746, DOI: 10.1051/0004-6361:200809599, dostopno na: <http://dx.doi.org/10.1051/0004-6361:200809599>.
- [16] European Space Agency - ESA, *xmm-newton*, citirano: 8. 3. 2021, dostopno na: <https://www.cosmos.esa.int/web/xmm-newton>.
- [17] European Space Agency - ESA, *Galaxy clusters Abell 222 and Abell 223*, citirano: 8. 3. 2021, dostopno na: https://www.esa.int/ESA_Multimedia/Images/2008/05/Galaxy_clusters_Abell_222_and_Abell_223.
- [18] K. Dolag in sod., “Simulating the physical properties of dark matter and gas inside the cosmic web”, v: *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 370.2 (avg. 2006), str. 656–672, ISSN: 1365-2966, DOI: 10.1111/j.1365-2966.2006.10511.x, dostopno na: <http://dx.doi.org/10.1111/j.1365-2966.2006.10511.x>.