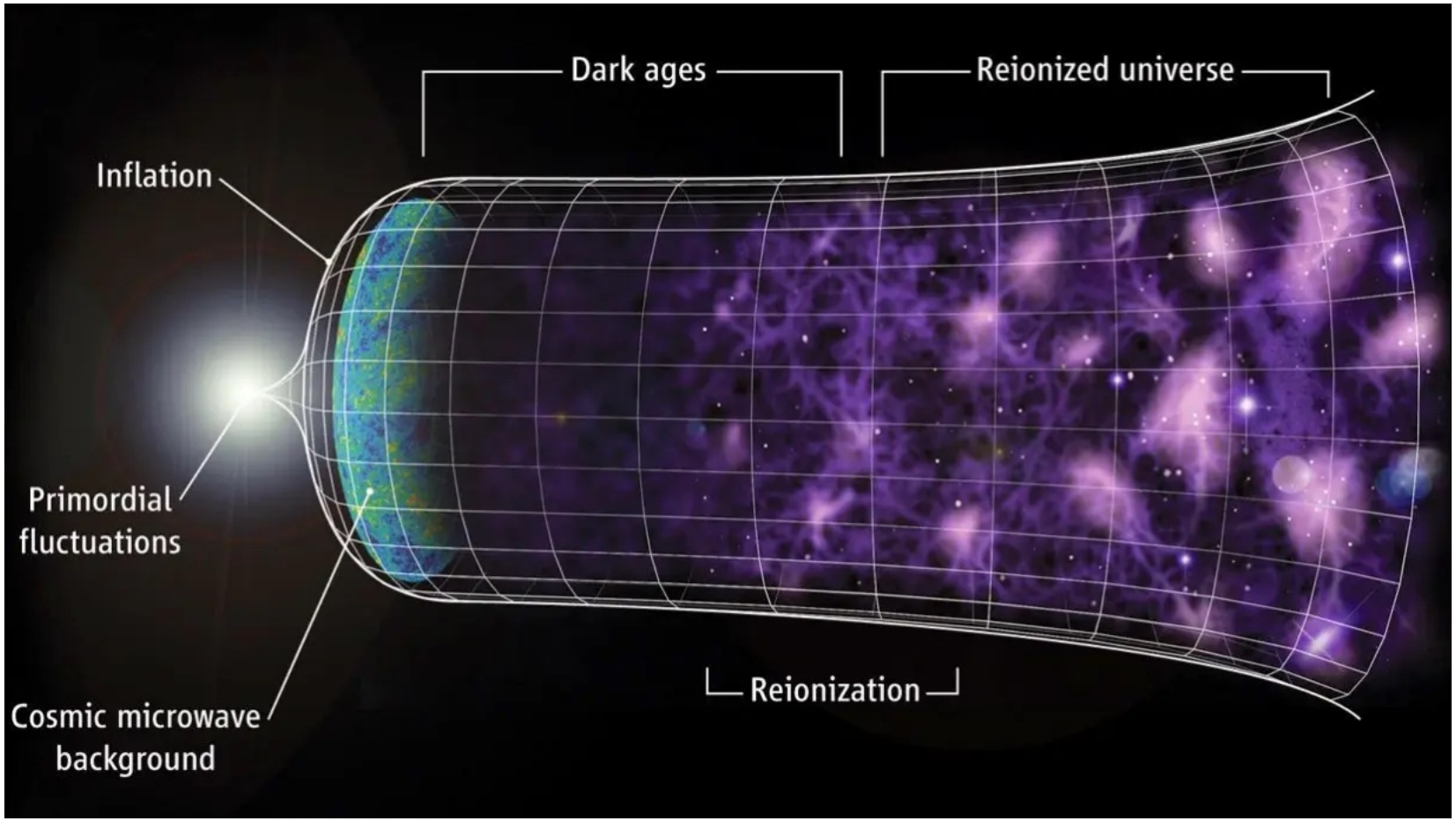
Wprowadzenie do kosmologii klasycznej: Część trzecia

Szymon Kozłowski

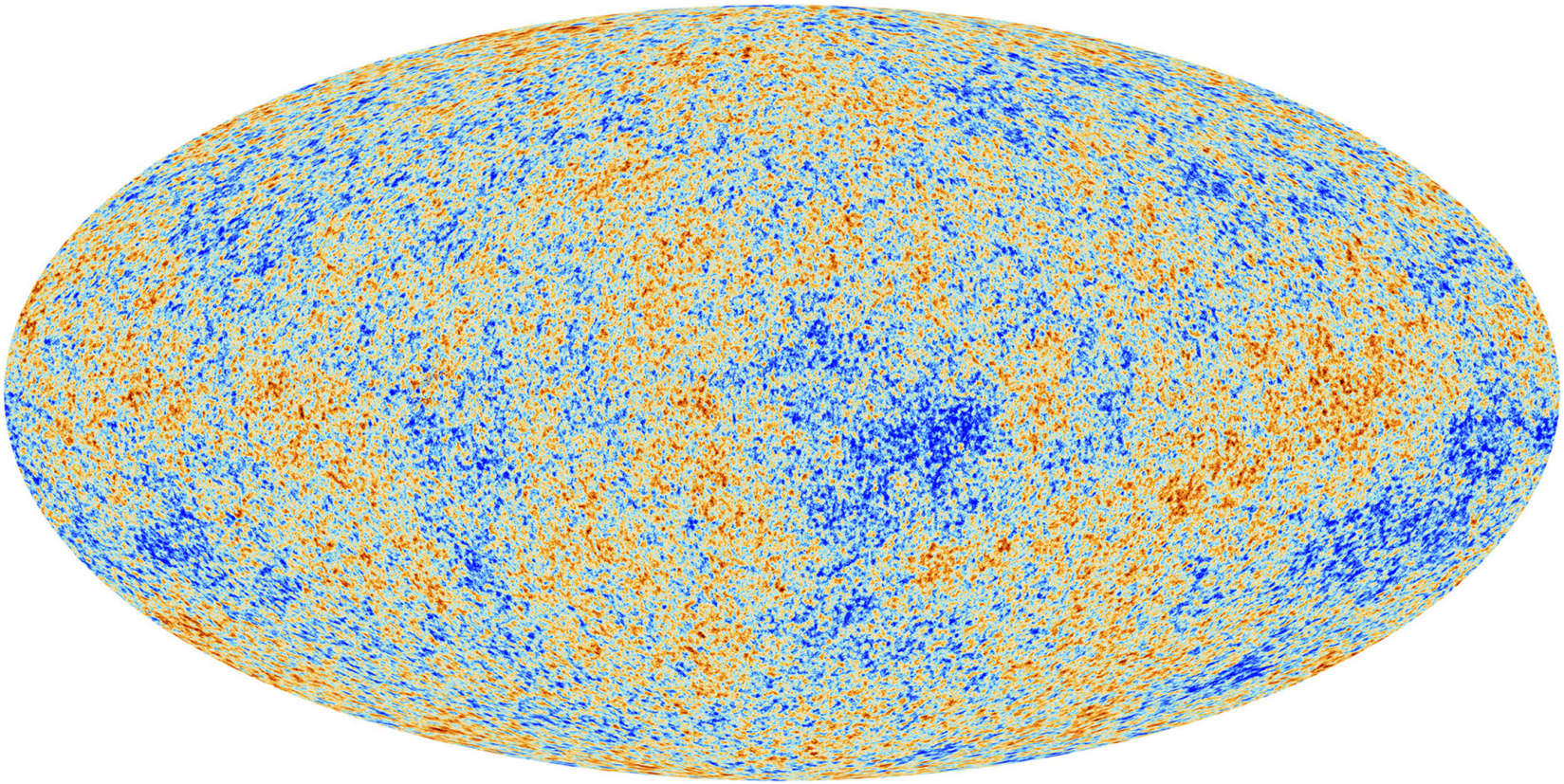
Uniwersytet Warszawski

2022-2025

Historia ewolucji Wszechświata



Kosmiczne Promieniowanie Tła (CMB)



Historia ewolucji Wszechświata

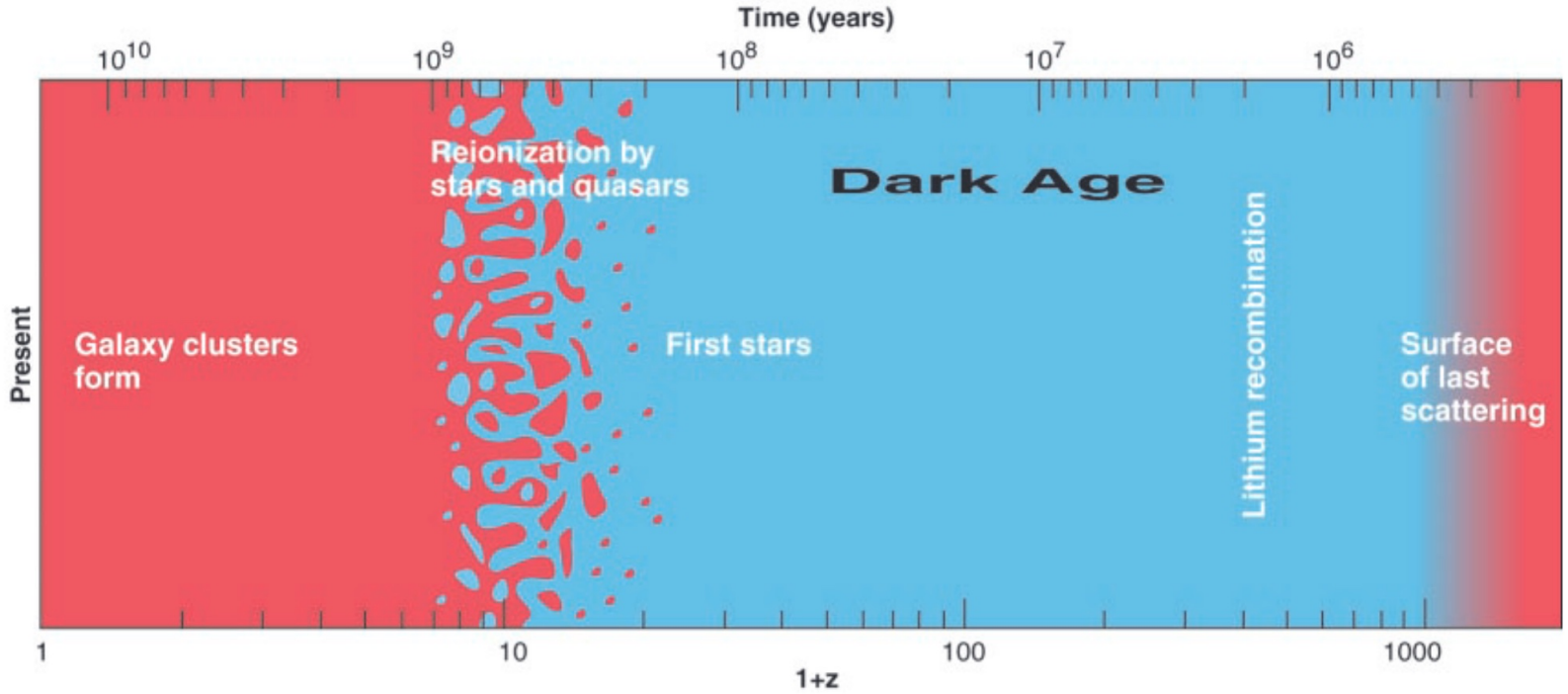


Fig. 1. Overview of the main events discussed in this review, with the top axis showing the age of the universe and the bottom axis the corresponding redshift, for the currently favored model (same parameters as in Fig. 2). Blue represents atomic regions, and red, ionized regions. Matter in the universe recombined in a homogeneous manner at $z \cong 1200$. Later, when the first stars formed and emitted ionizing radiation, ionized regions formed around the sources that eventually overlapped, filling all of space. The size of the HII regions should be much smaller on the redshift scale than shown here and is drawn only for illustration.

Miralda-Escude et al. (2003)

Dark Ages

Nie istnieją jeszcze świecące obiekty

Po rekombinacji, ∼380000 lat po Wielkim Wybuchu, we Wszechświecie nie ma "obiektów świecących". Pierwsze gwiazdy (Populacji III) pojawią się $\sim$ 150 mln lat później (dominują dla $z \approx 30$–15).

Wczesny Wszechświat

Wczesny Wszechświat był gładki z drobnymi perturbacjami gęstości po Wielkim Wybuchu.

Zmienność gęstości opisana może być kontrastem gęstości

$$\delta = \frac{\rho - \bar{\rho}}{\bar{\rho}} = \frac{\rho}{\bar{\rho}} - 1, \tag{1}$$

gdzie ρ jest gęstością w badanym obszarze, a $\bar{\rho}$ jest średnią gęstością materii.

Niestabilność grawitacyjna

Początkowe obszary podwyższonej gęstości ewoluują zgodnie z równaniem Jeansa (Peebles, równanie 5.124, era materii)

$$\frac{\partial^2 \delta}{\partial t^2} + 2H\frac{\partial \delta}{\partial t} = 4\pi G\bar{\rho}\delta \tag{2}$$

Długość Jeansa

$$\lambda_J = \frac{c_s}{G\bar{\rho}} \tag{3}$$

Dla materii w erze materii:

Obszar o rozmiarze $\lambda < \lambda_J$ – oscylacje

Obszar o rozmiarze $\lambda > \lambda_J$ – dwa rozwiązania: $\delta(t) \propto a$ lub $\delta(t) \propto a^{-3/2}$.

Large Scale Structure (LSS)

Gromady galaktyk tworzą się w wyniku serii połączeń mniejszych systemów – wzrost hierarchiczny. Są największymi obiektami związanymi grawitacyjnie we Wszechświecie.

Gromady galaktyk są wrażliwe na parametry kosmologiczne i dostarczają silnych ograniczeń na testy modeli kosmologicznych.

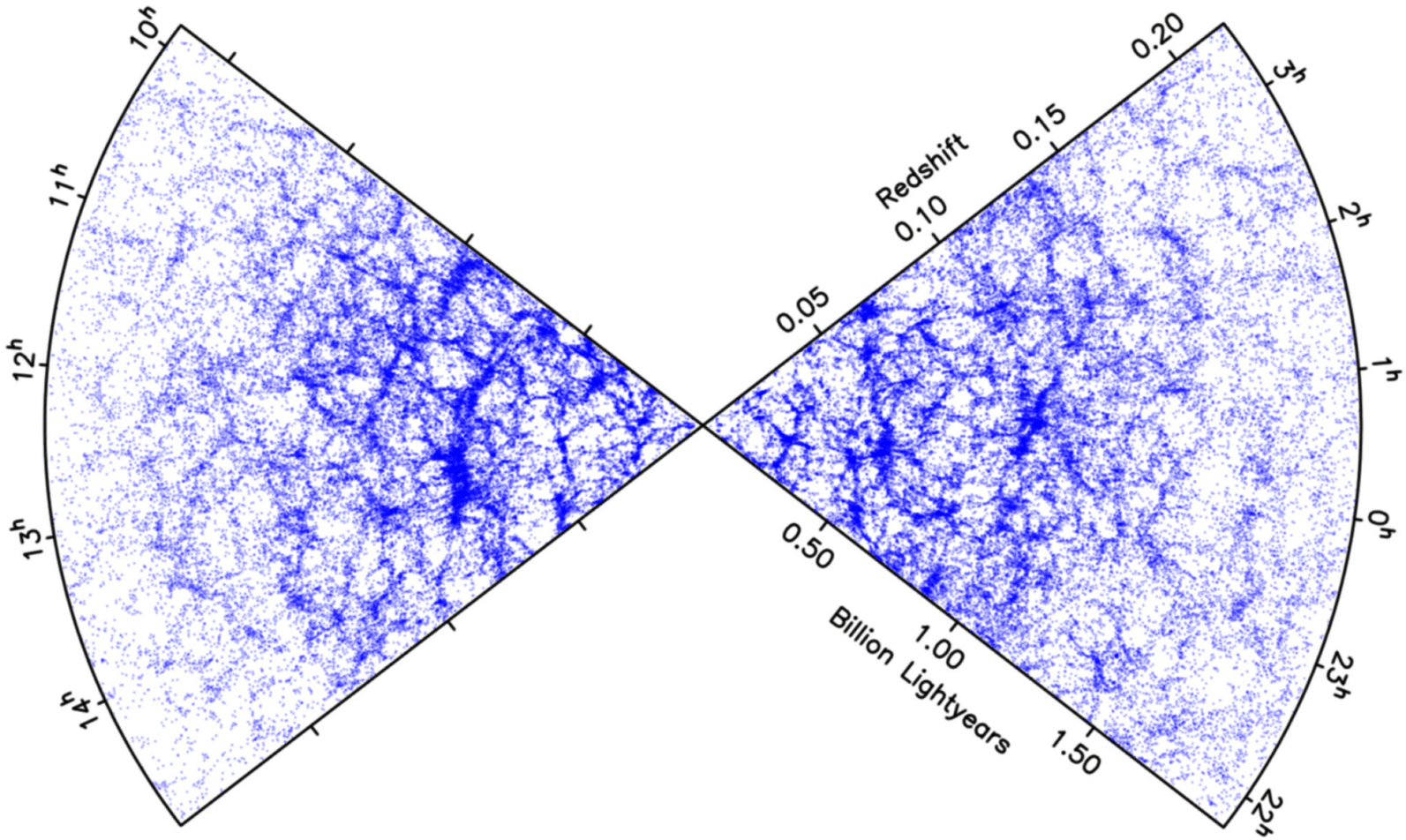
Large Scale Structure (LSS)

Wielkoskalowa struktura Wszechświata

Wszechświat wokół nas jest izotropowy tylko w bardzo dużych skalach, rzędu setek Mpc. W mniejszych skalach – od galaktyk o gęstości $\sim 10^5$ do 10^6 razy większej niż średnia, po supergromady galaktyk i pustek – Wszechświat wykazuje "strukturę".

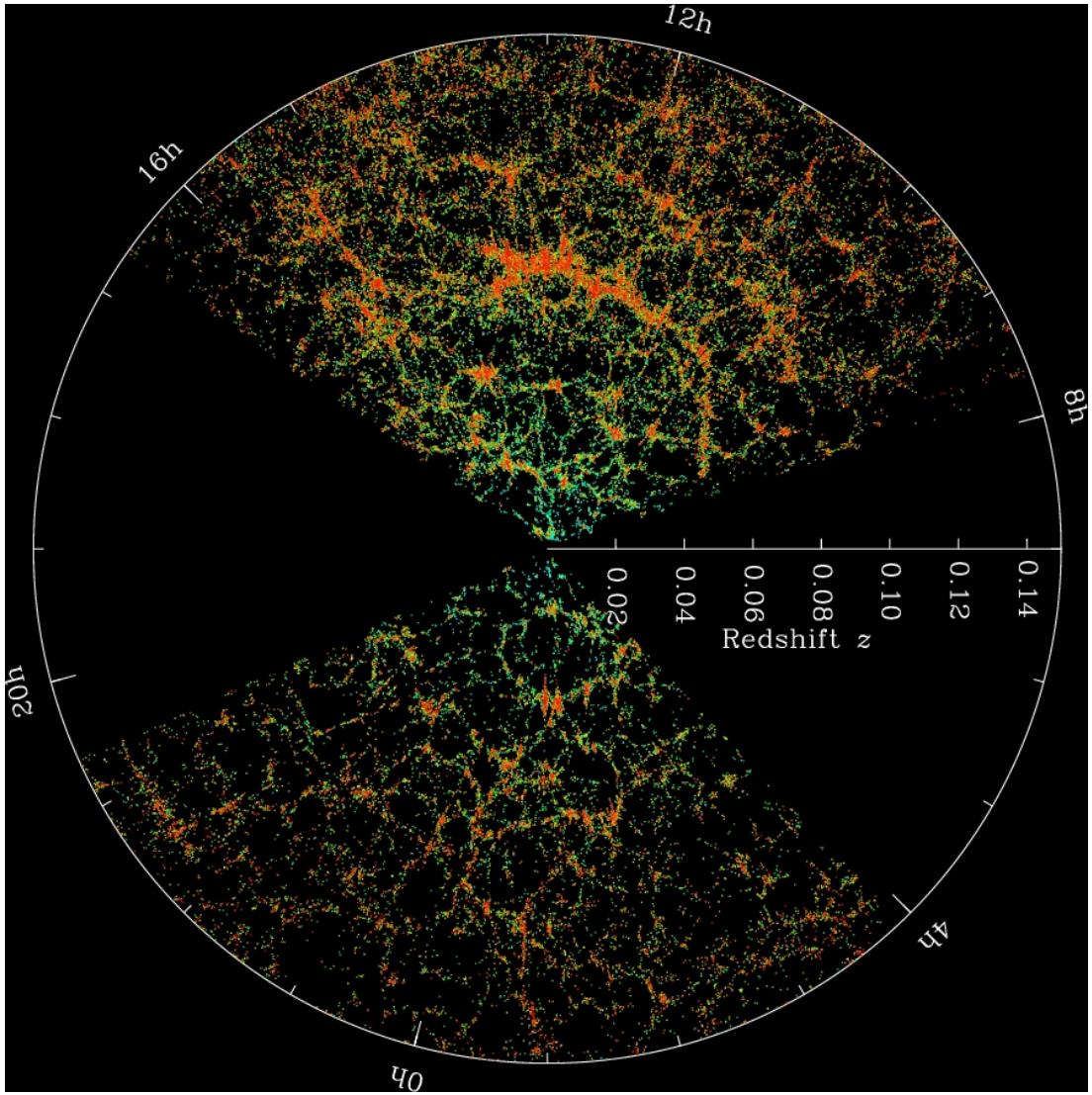
Drobne perturbacje gęstości we wczesnym Wszechświecie rosną, tworząc obserwowaną strukturę o dużej skali.

Large Scale Structure (LSS)



2DF (1997-2003) https://www.roe.ac.uk/∼jap/2df

Large Scale Structure (LSS)



SDSS (po 2003): https://www.sdss4.org/science/

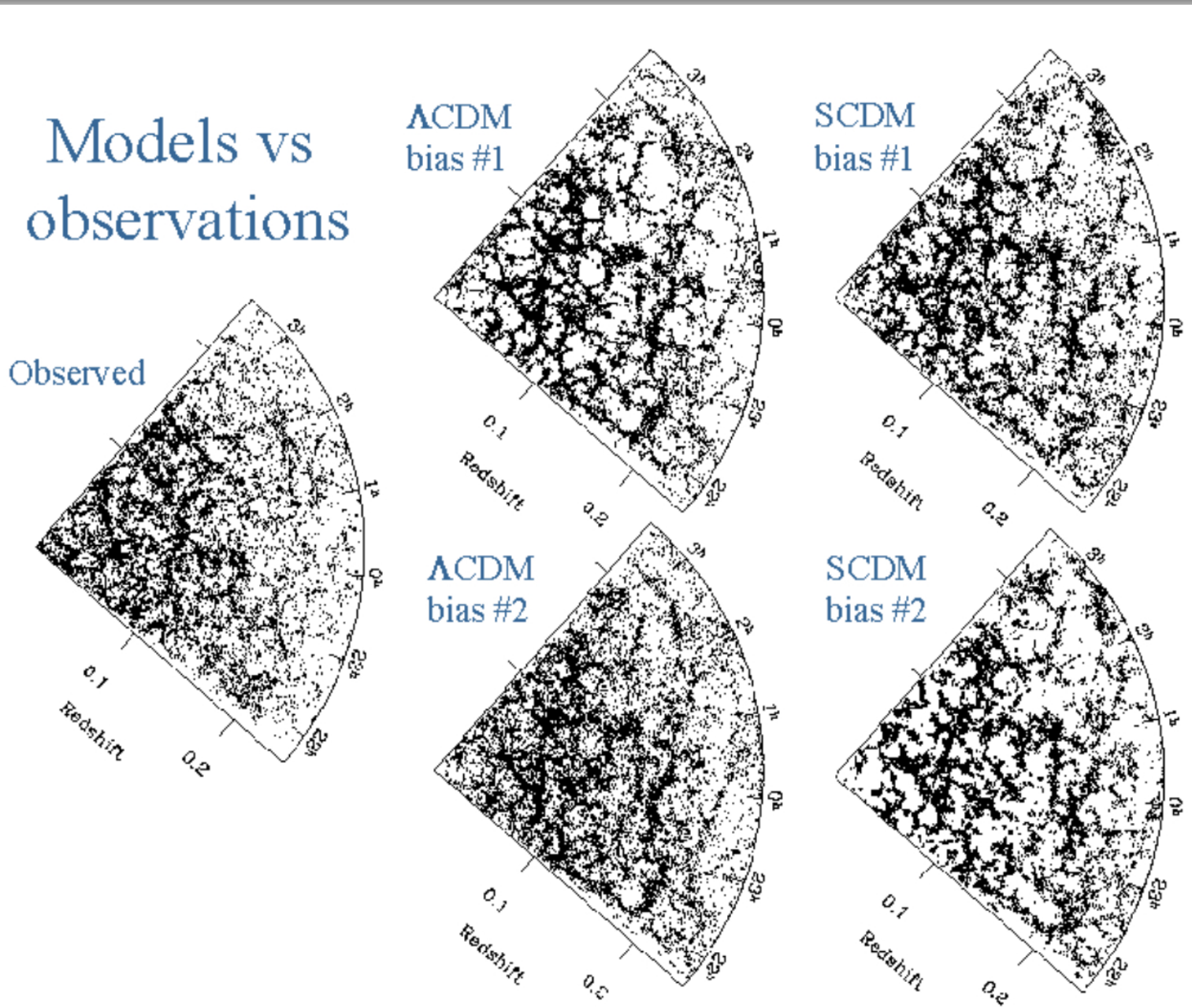
Large Scale Structure (LSS)

Wielkoskalowa struktura Wszechświata

Istnienie kosmologicznych struktur mówi nam coś ważnego o początkowych warunkach Wielkiego Wybuchu oraz o procesach fizycznych, które miały miejsce później.

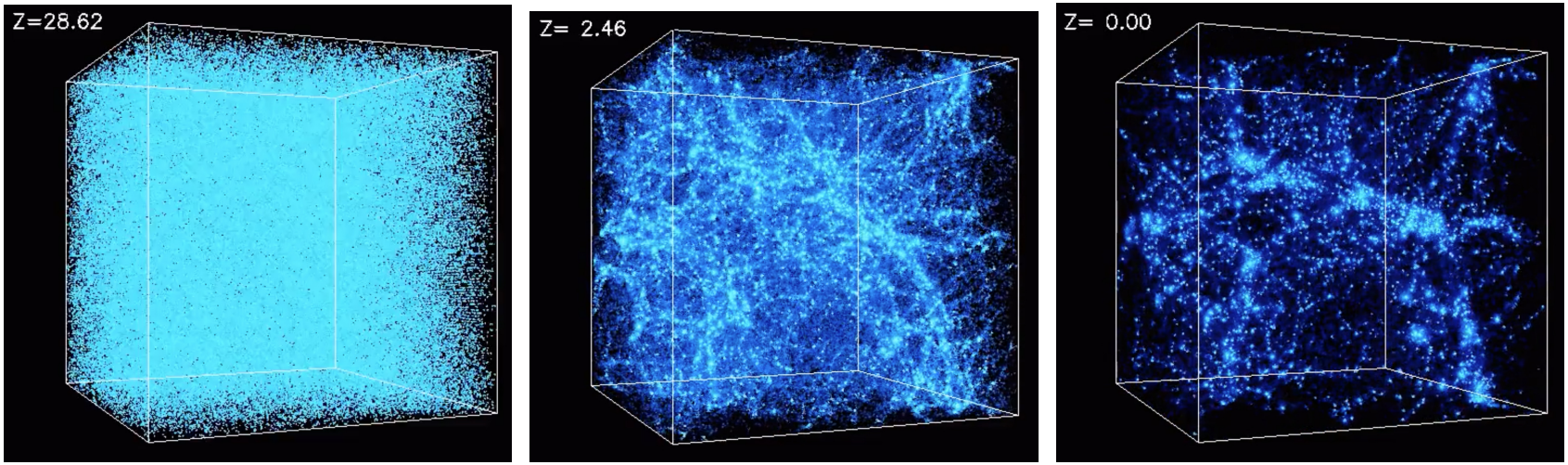
Ogólnie rzecz biorąc, struktura będzie rozwijać się inaczej w różnych modelach kosmologicznych. Zatem ze statystycznego opisu wielkoskalowej struktury Wszechświata możemy wydedukować najlepsze wartości niektórych parametrów kosmologicznych (głównie Ω_M, Ω_b, H_0).

Large Scale Structure (LSS)



Large Scale Structure (LSS)

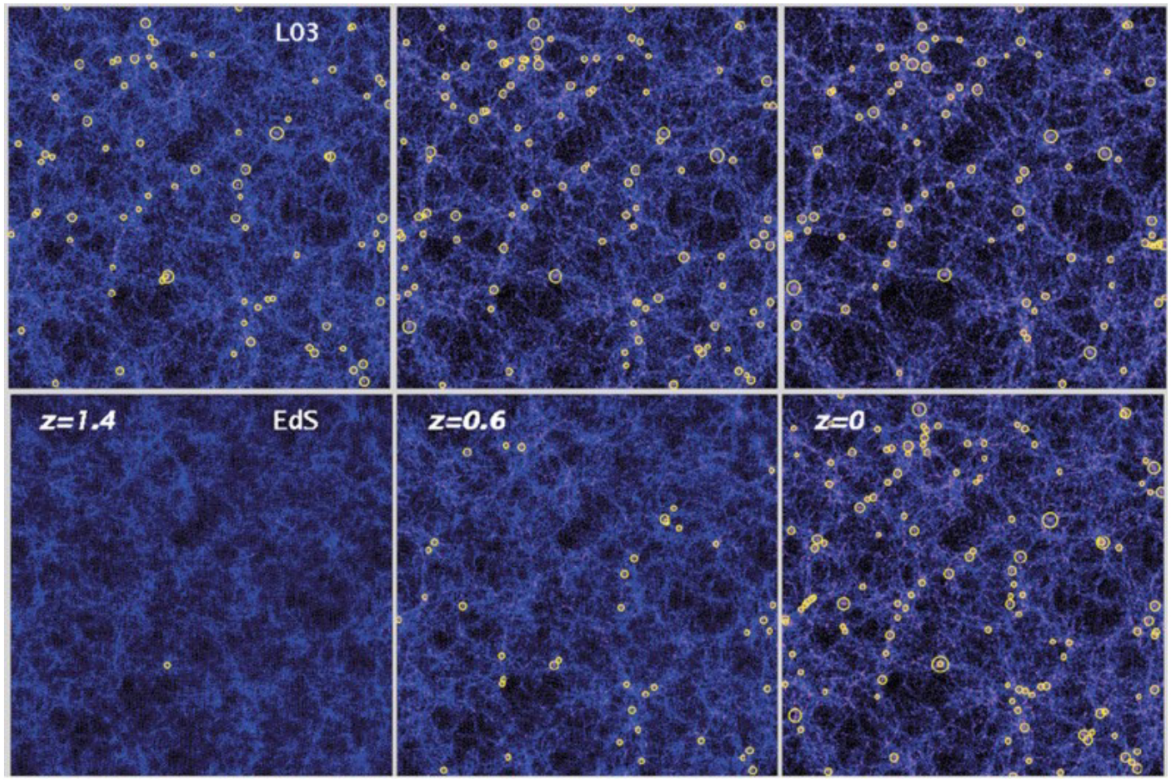
Można zrobić symulację Wszechświata.



Large Scale Structure (LSS)

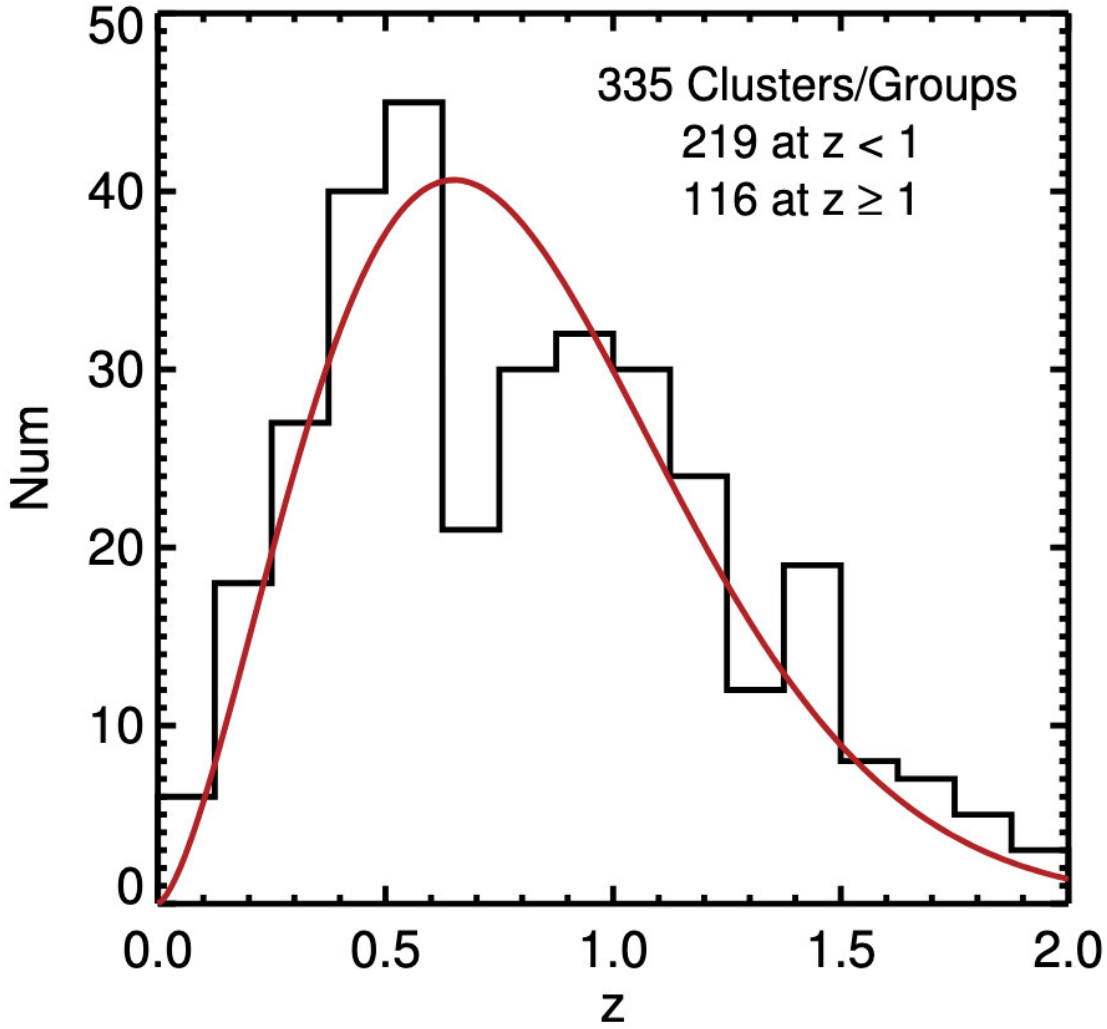
Flat Universe
Λ=0.7

Flat Universe
Λ=0



kółka – gromady (najdalsza znana gromada $z = 2.51$)

Large Scale Structure (LSS)



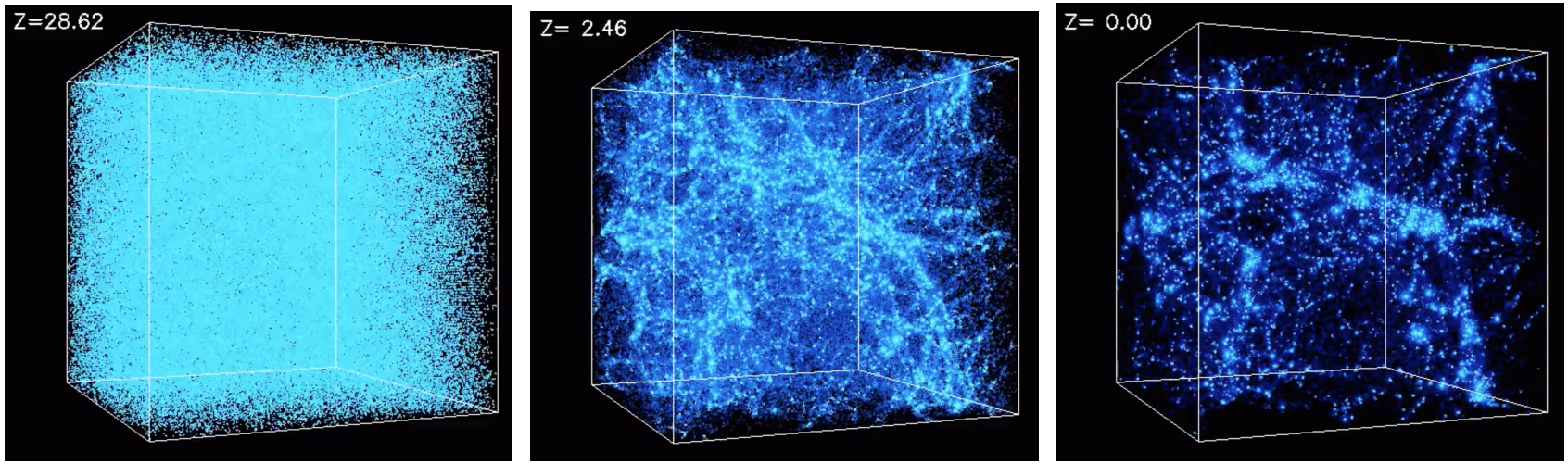
Bootes Field

The Millennium Simulation

W programie Millennium wykorzystano ponad 10 miliardów cząstek, aby prześledzić ewolucję rozkładu materii w sześciennym obszarze Wszechświata o rozmiarze boku ponad 2 miliardów lat świetlnych.

Dzięki zastosowaniu wyrafinowanych technik do 25 TB zapisanych wyników, naukowcy byli w stanie odtworzyć historię ewolucji zarówno dla około 20 milionów galaktyk, które wypełniają ten ogromny obszar, jak i dla supermasywnych czarnych dziur, które czasami zasilają kwazary. Porównując takie symulowane dane z dużymi przeglądami obserwacyjnymi, można wyjaśnić procesy fizyczne leżące u podstaw gromadzenia się prawdziwych galaktyk i czarnych dziur.

The Millennium Simulation

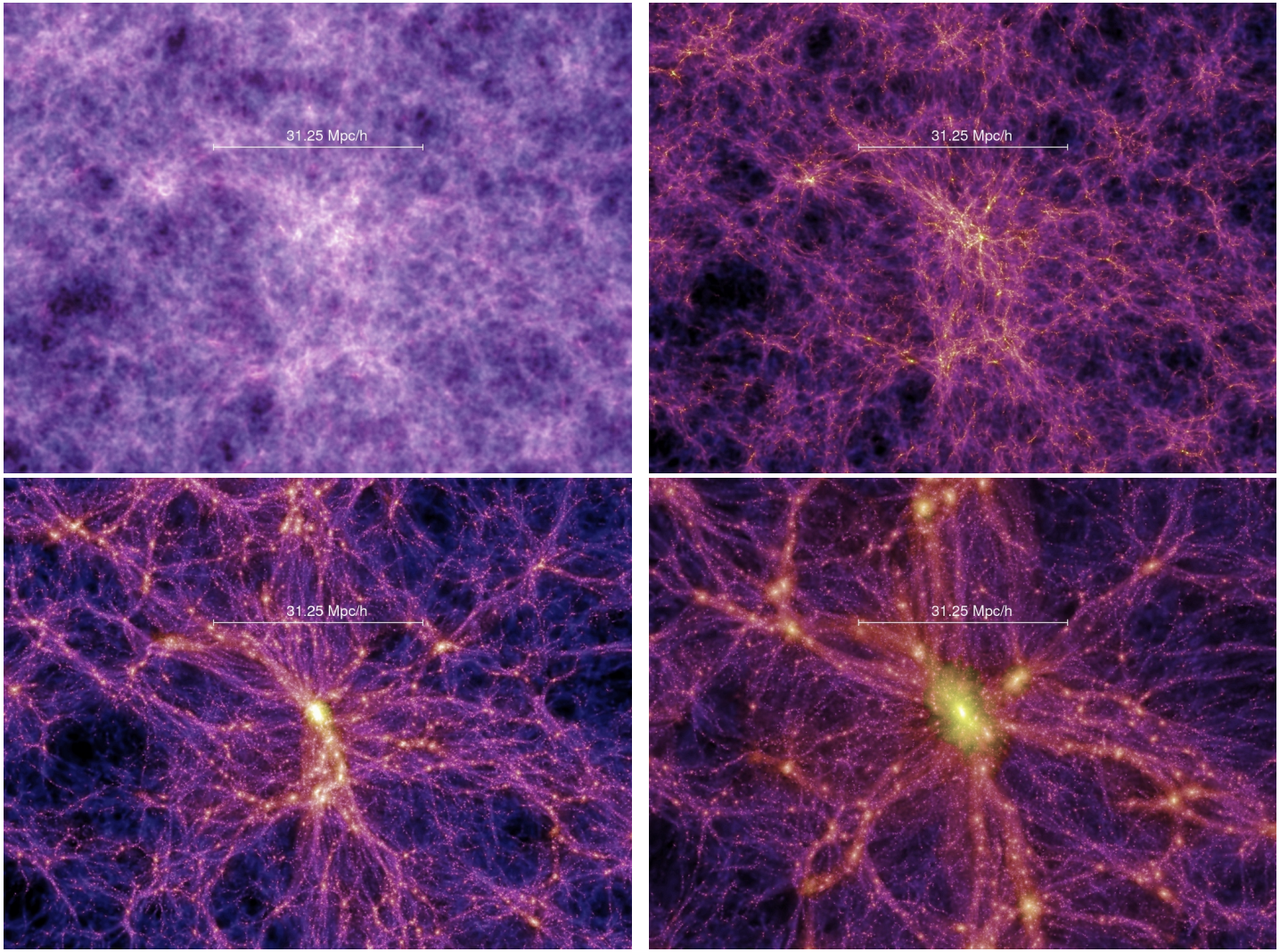


The Millennium Simulation

LINK: The Millenium Simulation on Youtube

Kosmologowie wykorzystują symulację do badania rozmieszczenia galaktyk i halo ciemnej materii w bardzo dużych skalach oraz w jaki sposób powstały najrzadsze i najbardziej masywne struktury we Wszechświecie.

The Millennium Simulation



$z = 18.3,\ z = 5.7,\ z = 1.4$ i $z = 0$

The Millennium Simulation

W 2010 roku przeprowadzono symulację „Millennium XXL” (MXXL), przy użyciu znacznie większego sześcianu (bok ma ponad 13 miliardów lat świetlnych) i 6720^3 cząstek, z których każda reprezentuje 7 miliardów mas Słońca. MXXL obejmuje przestrzeń kosmologiczną 216 razy większą niż sześcian symulacyjny Millennium. Symulacja została przeprowadzona na jednym z 15 najlepszych superkomputerów na świecie w 2010 roku. Wykorzystała ona ponad 12 000 rdzeni przez równowartość 300 lat czasu procesora, 30 terabajtów pamięci RAM i wygenerowała ponad 100 terabajtów danych.

Do tej pory około 1000 opublikowanych artykułów wykorzystało dane z Millennium Run, co czyni go, przynajmniej pod tym względem, najbardziej wpływową symulacją astrofizyczną wszechczasów.

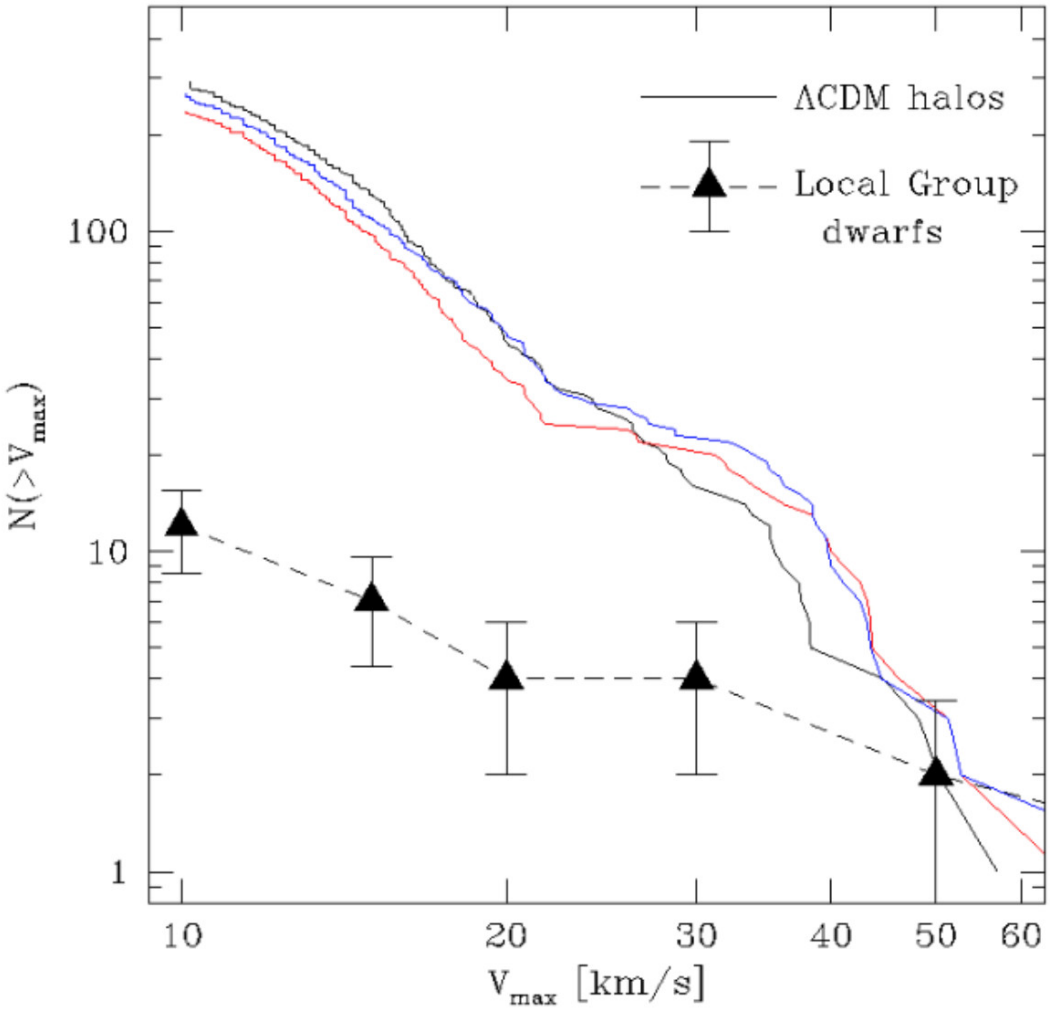
Problem brakujących satelitów.

Z symulacji numerycznych, które dają zgodne wyniki z rożnymi obserwcjami Wszechświa, wiemy że otoczenie Drogi Mlecznej powinno posiadać około 500 małych galaktyk. Natomiast znamy ich 11. Czyli mamy "problem brakujących satelitów".

Istniały dwa pomysły, które mogą rozwiązać problem galaktyk karłowatych: skupiska ciemnej materii o mniejszych rozmiarach mogą nie być w stanie zgromadzić lub zatrzymać materii barionowej potrzebnej do formowania się gwiazd lub po utworzeniu galaktyki karłowate mogą zostać szybko "zjedzone" przez większe galaktyki, wokół których krążą.

Rozwiązanie: dodać bariony w symulacjach! (Brooks et al. 2013)

Problem brakujących satelitów

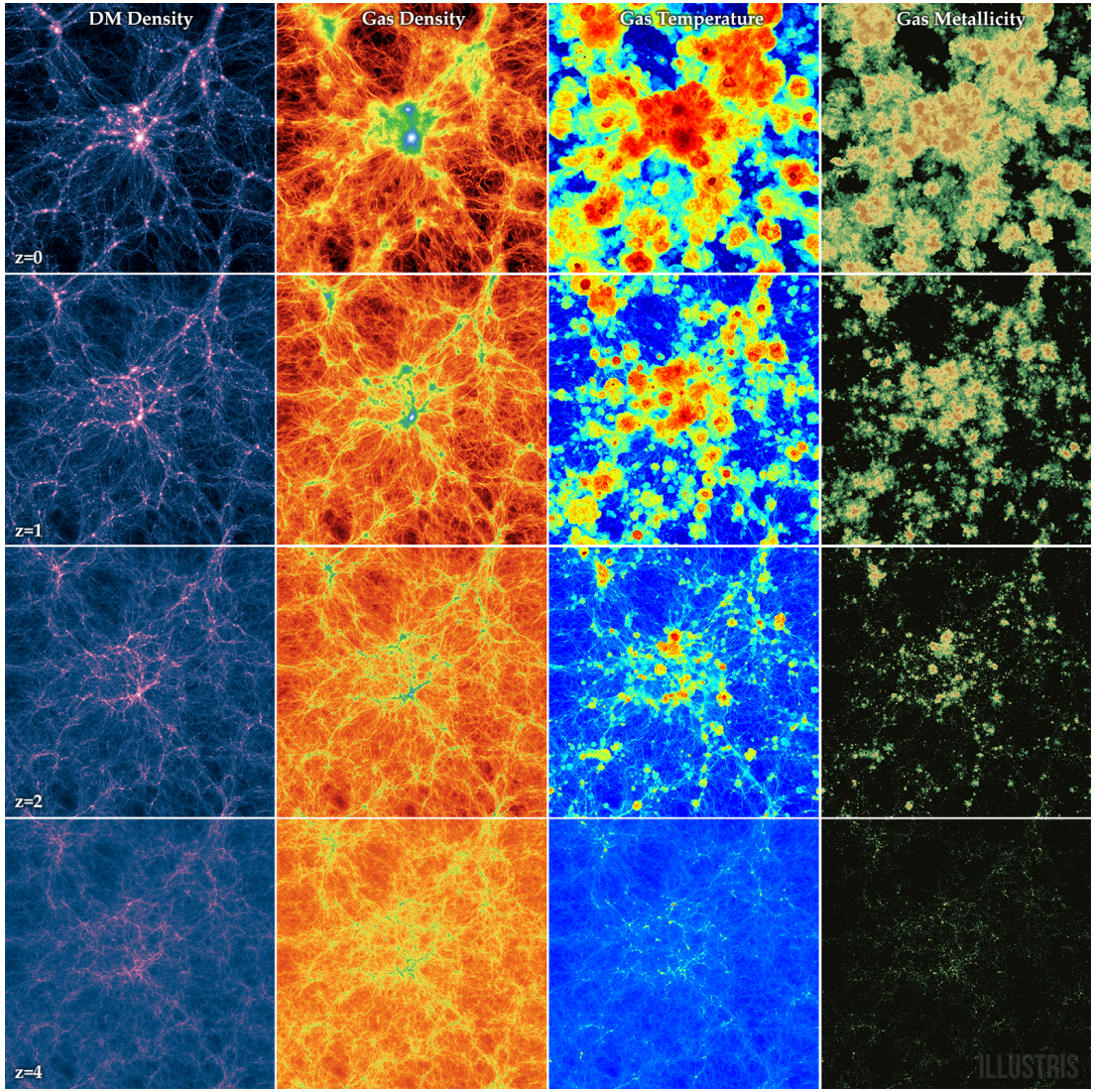


The Illustris project

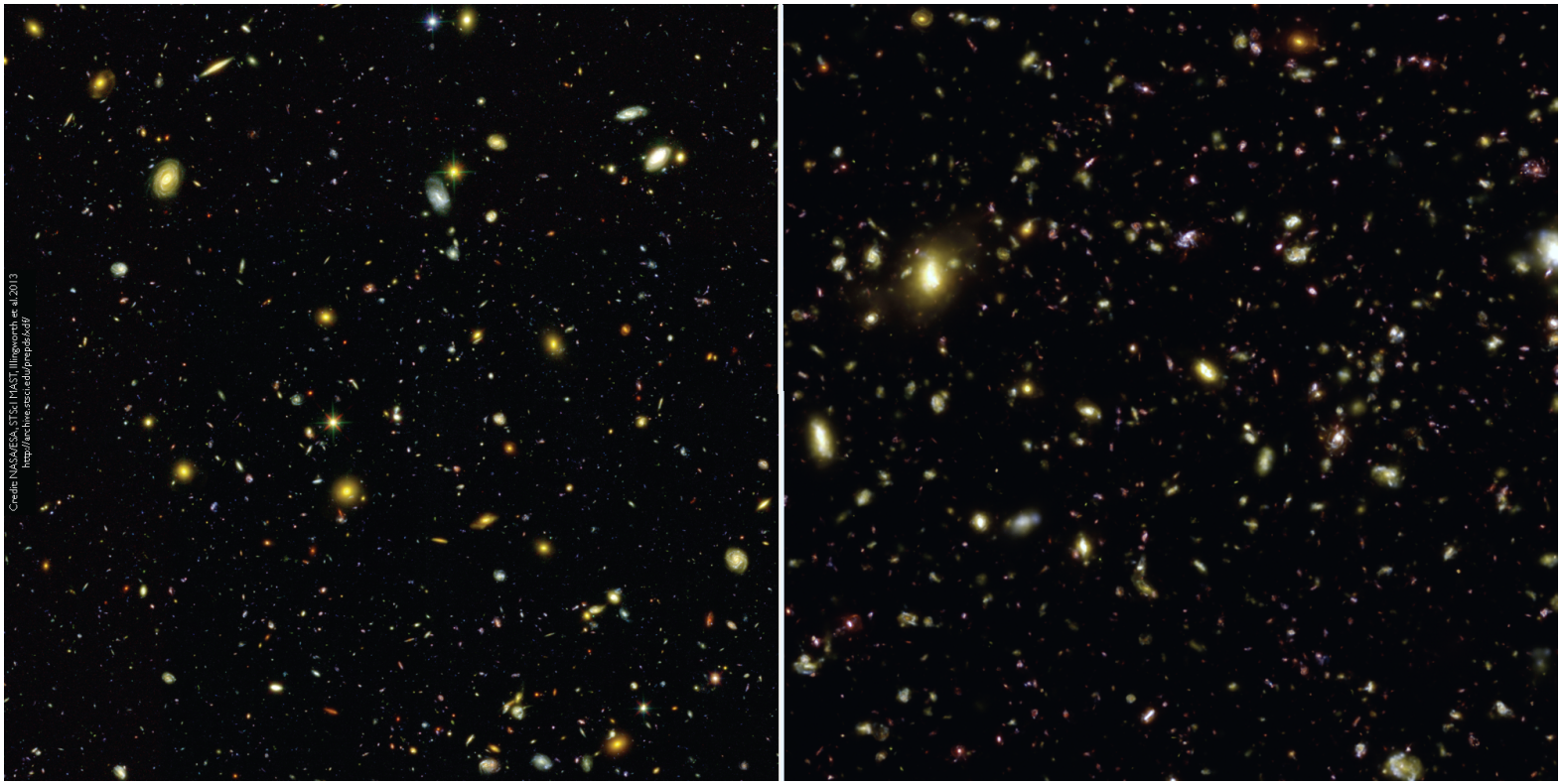
Projekt Illustris obejmował wielkoskalowe kosmologiczne symulacje ewolucji wszechświata, obejmujące początkowe warunki Wielkiego Wybuchu, aż do dnia dzisiejszego, 13,8 miliarda lat później. Modelowanie, oparte na najdokładniejszych dostępnych danych i obliczeniach, porównuje się z faktycznymi odkryciami obserwowalnego Wszechświata, aby lepiej zrozumieć naturę Wszechświata, w tym formowanie się galaktyk, ciemną materię i ciemną energię.

Symulacja obejmowała wiele procesów fizycznych, które uważa się za krytyczne dla formowania się galaktyk. Obejmują one powstawanie gwiazd i późniejszy feedback w wyniku wybuchów supernowych, a także powstawanie supermasywnych czarnych dziur, zużywanie przez nie pobliskiego gazu i ich liczne tryby energetycznego feedbacku.

The Illustris project



The Illustris project



HST HUDF vs. The Illustris simulation

Intergalactic Medium (IGM)

Wszechświat ewoluował od "prawie gładkiego rozkładu" dla $z \approx 1100$, kiedy emitowane było mikrofalowe promieniowanie tła, do złożonych struktur, które widzimy dzisiaj.

Termin "ośrodek międzygalaktyczny" (IGM) odnosi się do materii barionowej (gazu), która nie występuje w zapadniętych obiektach, takich jak gwiazdy, galaktyki i czarne dziury. W momencie rekombinacji wszystkie bariony znajdowały się w IGM. Nawet dzisiaj większość barionów znajduje się w gazie poza galaktykami.

Gęstość IGM

Gęstość IGM jest 5–200 razy większa od średniej gęstości Wszechświata.

Intergalactic Medium (IGM)

Skad to wiemy?

Gęstość barionów została zmierzona na podstawie analizy fluktuacji CMB i wynosi $\Omega_b h^2 = 0.0223 \pm 0.0002$ ($h = 0.7$ to stała Hubble'a H_0 w jednostkach 100 km s^{-1} Mpc^{-1}).

Z drugiej strony, wielkoskalowe badania galaktyk w "pobliskim" Wszechświecie pozwoliły nam skonstruować funkcję jasności galaktyk w kilku pasmach długości fal. Przy założeniach dotyczących stosunku masy do światła (M/L ratio) funkcję jasności galaktyk można przełożyć na funkcję masy galaktyk. Całkując funkcję masy galaktyk otrzymujemy $\Omega_{\text{gwiazd}} = 0.0027 \pm 0.0005$ (np. Fukugita i Peebles 2004). Porównując Ω_{gwiazd} z $\Omega_b h^2$ widać, że gwiazdy (i pozostałości po gwiazdach) stanowią obecnie zaledwie $\sim$6% całkowitego budżetu barionów.

Schechter Luminosity Function

Funkcja jasności

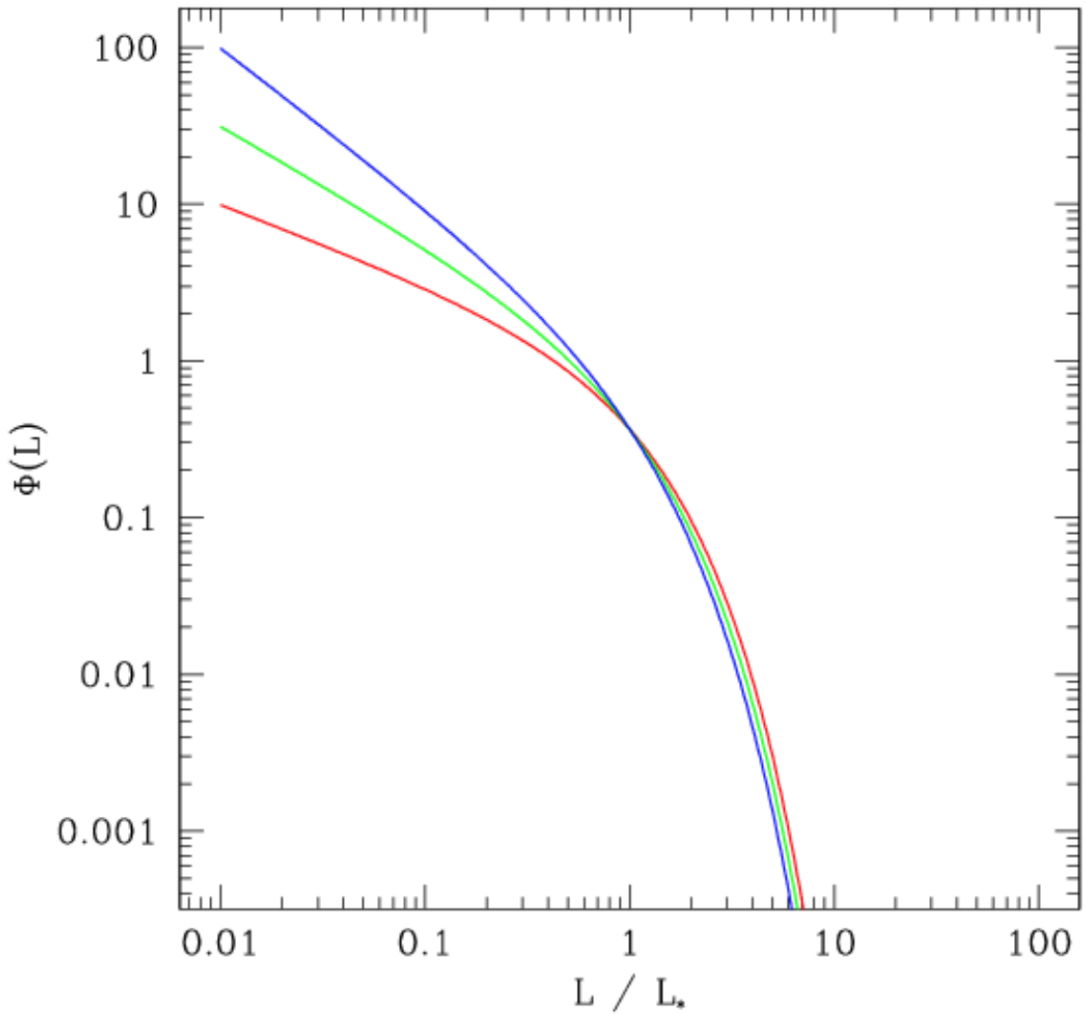
Funkcja jasności $\Phi(L)$ opisuje względną liczbę galaktyk o różnej jasności. Jeśli policzymy galaktyki w reprezentatywnej objętości Wszechświata, $\Phi(L)$ będzie liczbą galaktyk z zakresu jasności między L a $L + dL$.

Wygodne przybliżenie funkcji jasności został zaproponowany przez Paula Schectera w 1976 roku:

$$\Phi(L)dL = n_* \left(\frac{L}{L_*}\right)^{\alpha} \exp\left(-\frac{L}{L_*}\right) \frac{dL}{L_*} \tag{4}$$

Wartości: $n_* = 8 \times 10^{-3}$ Mpc^{-3}, $L_* = 1.4 \times 10^{10}\ L_\odot$, $\alpha = -0.7$.

Schechter Luminosity Function



$\alpha = -0.5$ (czerwony), $\alpha = -0.75$ (zielony), $\alpha = -1.0$ (niebieski).

Intergalactic Medium (IGM)

Rozproszony gaz w ośrodku międzygalaktycznym jest trudny do bezpośredniego wykrycia, ponieważ emitowane przez niego światło jest bardzo słabe.

Gdyby nie absorpcja obserwowana w widmach jasnych źródeł tła, głównie kwazarów (AGN/QSO) moglibyśmy nie zaobserwować ośrodka międzygalaktycznego. QSO są jednymi z najjaśniejszych obiektów we Wszechświecie i dlatego można je obserwować z bardzo dużych odległości. Ich światło w drodze do naszych teleskopów przemierza rozległą przestrzeń kosmiczną. Każdy gaz, w galaktykach lub pomiędzy galaktykami, który przypadkowo znajdzie się pomiędzy QSO a nami pozostawia swój ślad w widmie QSO w postaci linii absorpcyjnych.

Intergalactic Medium (IGM)

Lyman alpha forest on Youtube

Intergalactic Medium (IGM)

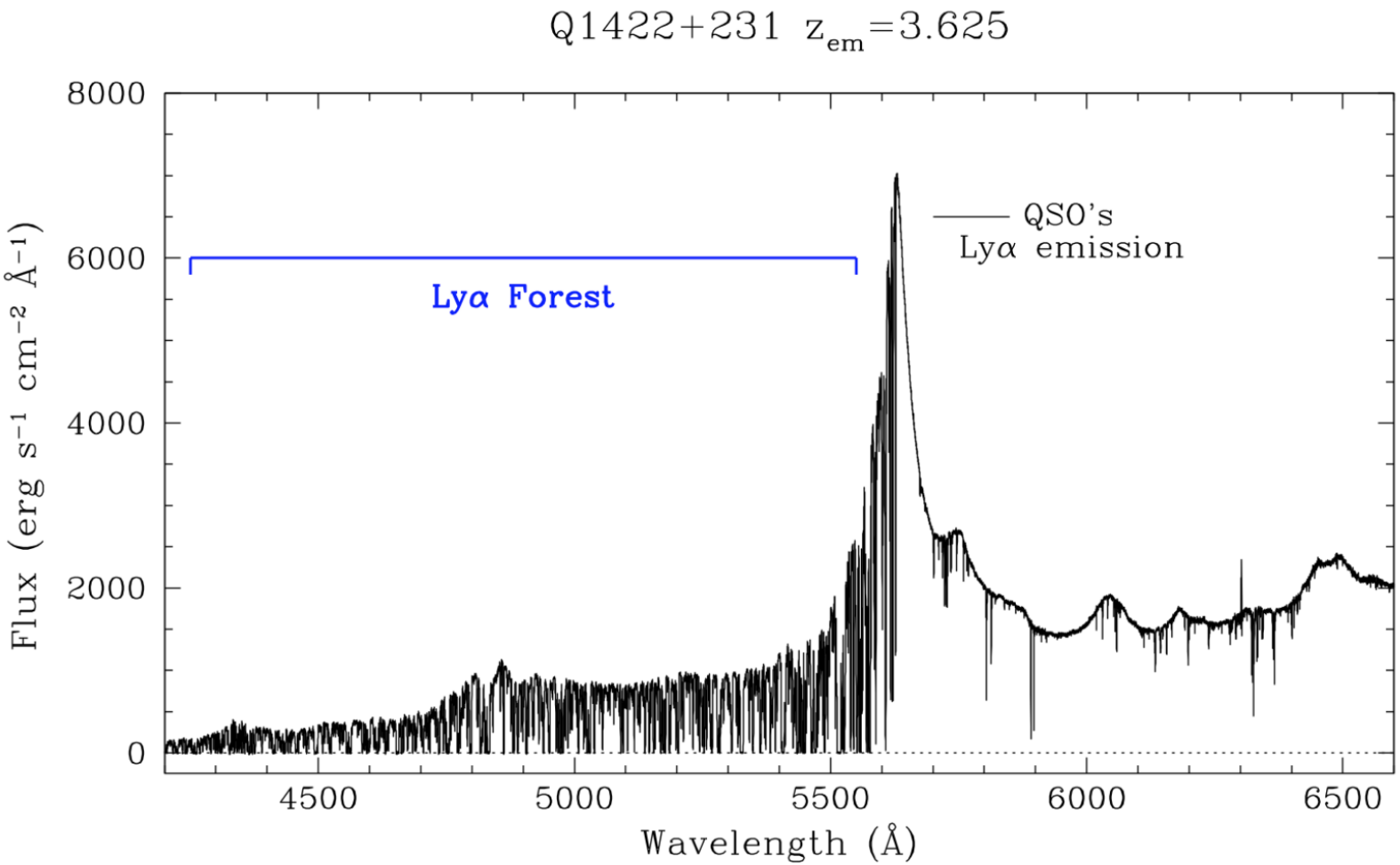
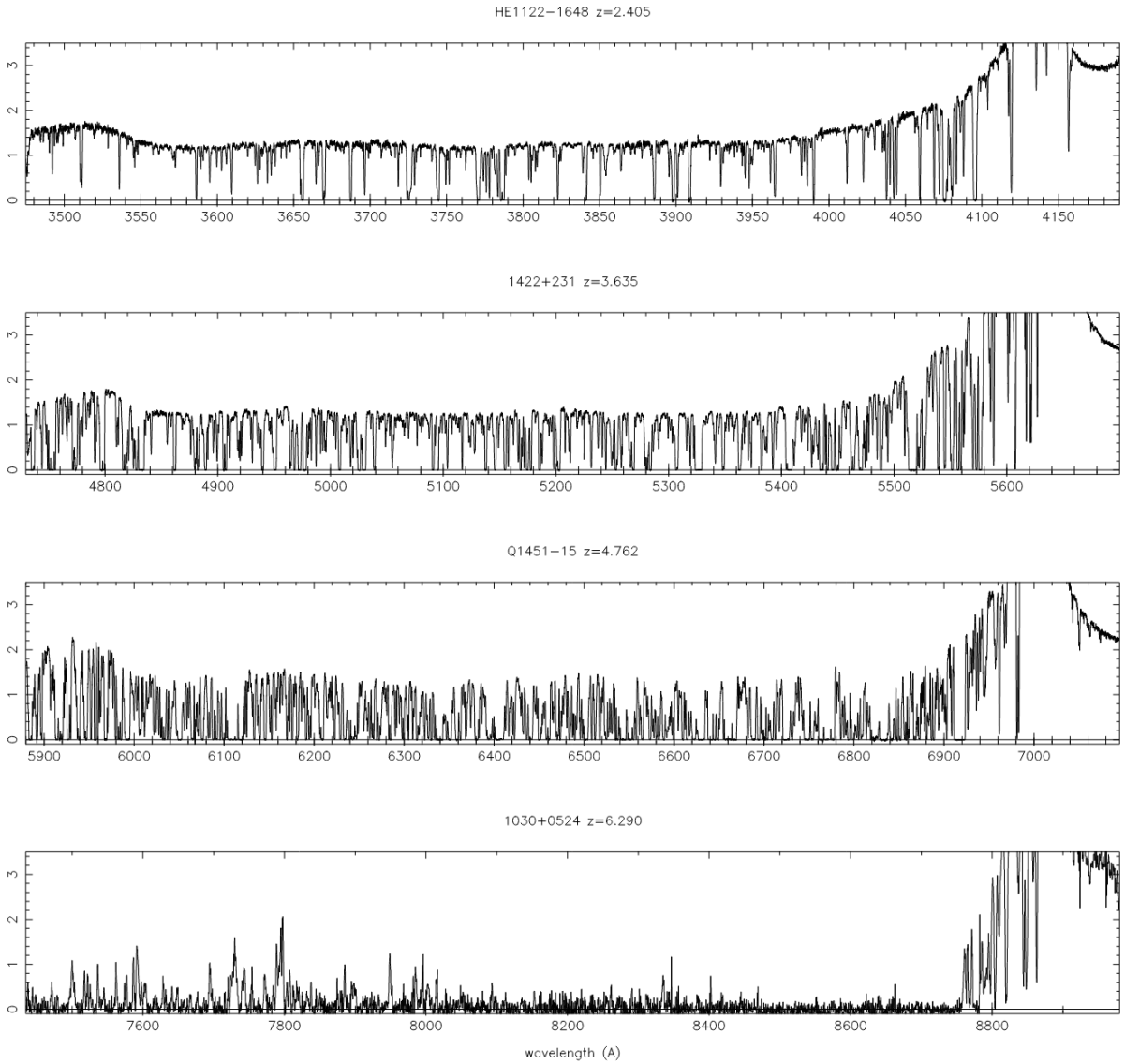


Figure 11.2: Optical spectrum of the $z_{\rm em} = 3.625$ QSO Q1422+231 recorded with the HIgh Resolution Echelle Spectrograph (HIRES) on the Keck I telescope (Reproduced from S. Ellison's Ph.D. thesis, University of Cambridge, 2000).

Intergalactic Medium (IGM)



Intergalactic Medium (IGM)

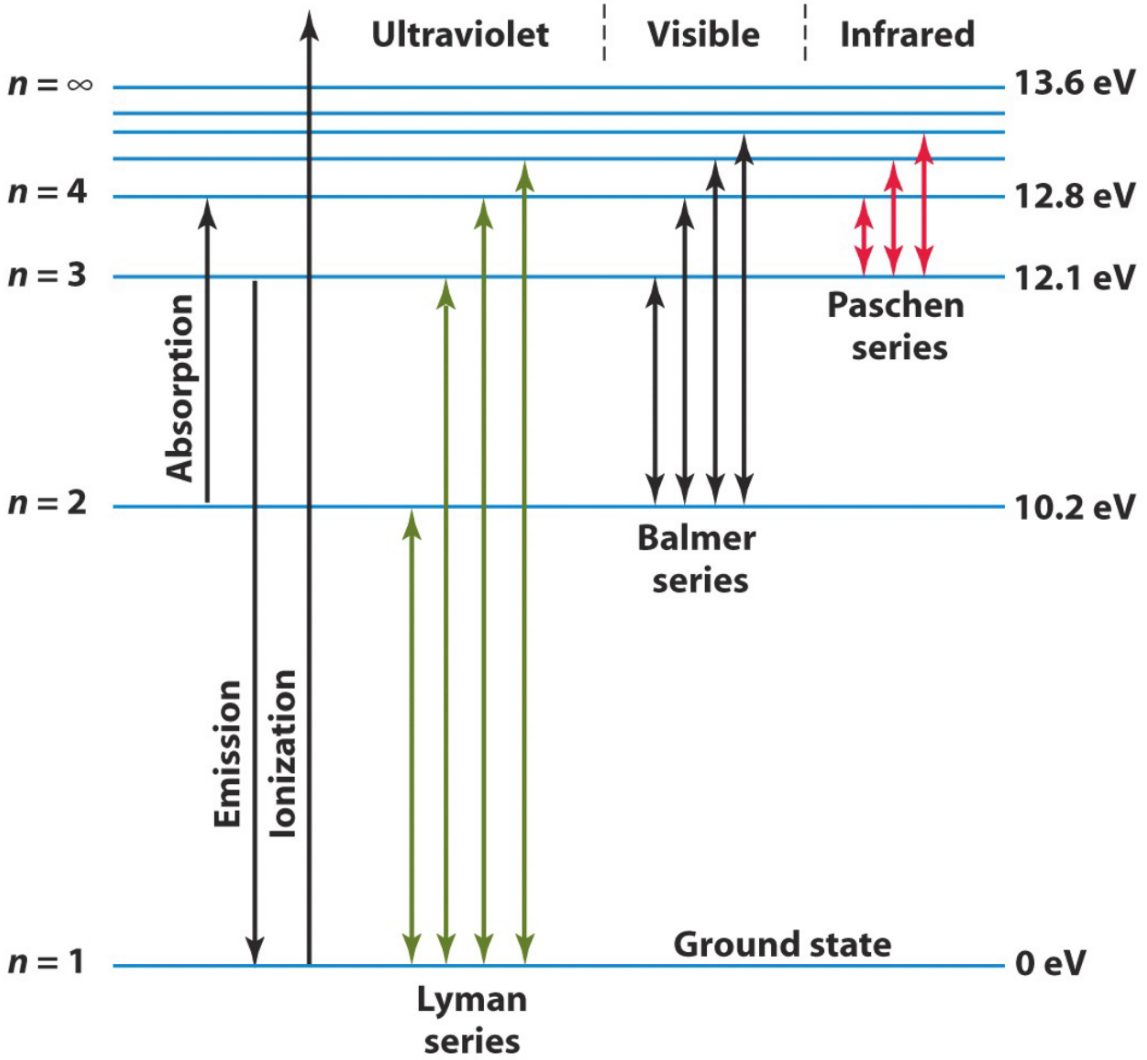


Figure 11.3: Schematic representation of the energy levels of the hydrogen atom.

Intergalactic Medium (IGM)

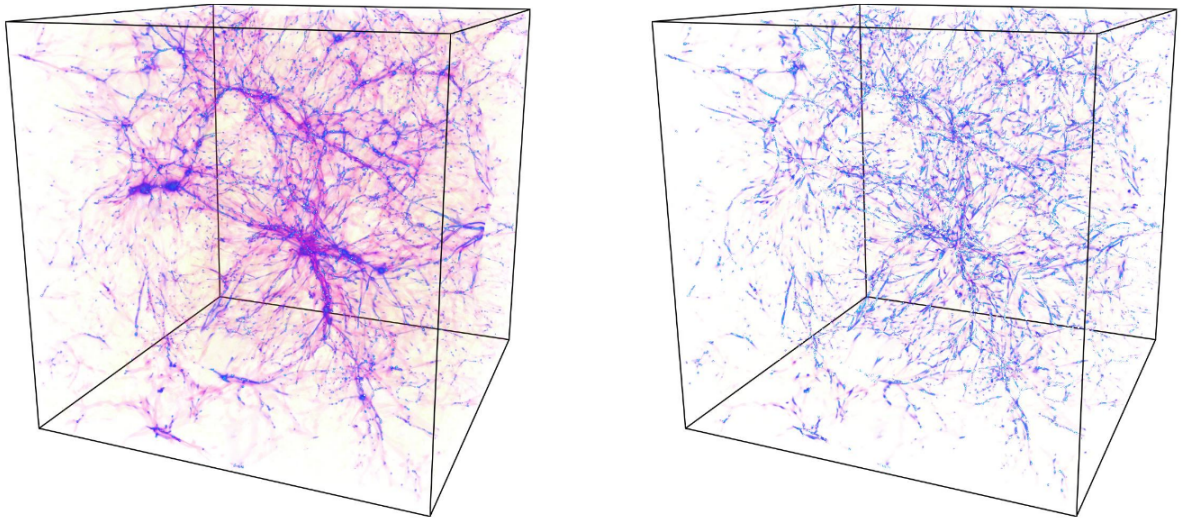
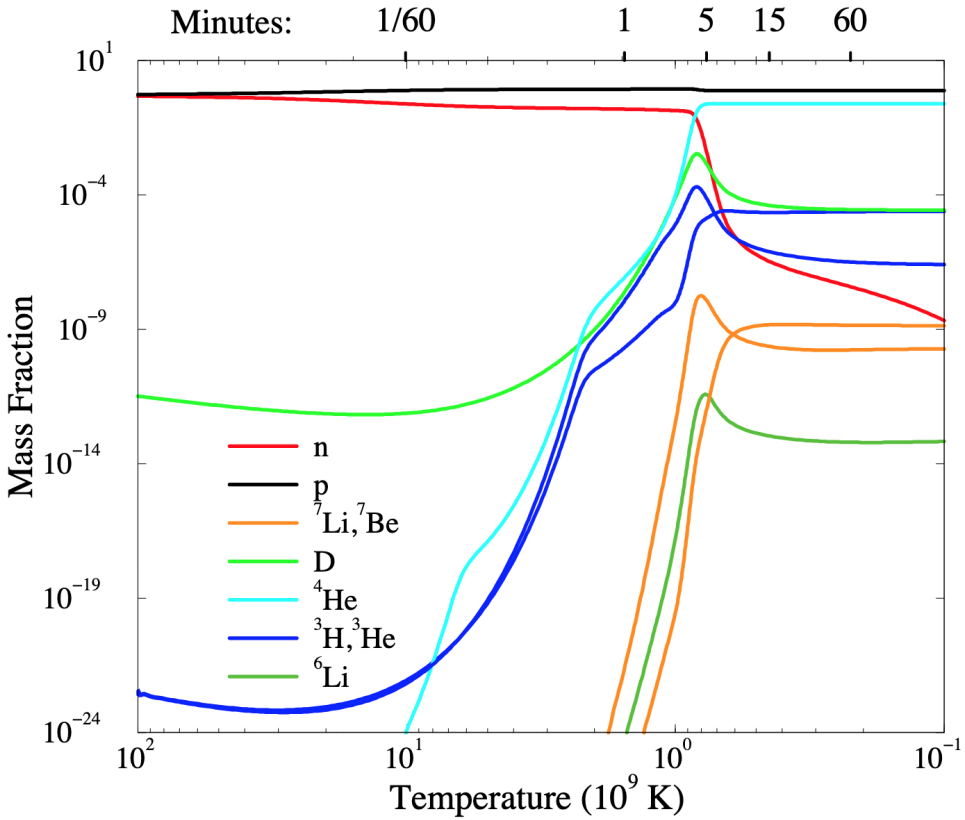


Figure 11.5: Typical output from a large-scale hydrodynamic simulation (this one is from http://www.astro.princeton.edu/∼cen/PROJECTS/p2/p2.html). The box is $25h^{-1}$ Mpc (comoving) on the side, and it contains 768^3 'particles' (a rather small number by today's standards—the simulations shown here are more than ten years old). The left panel shows the distribution of all the gas within the box at $z = 3$, while on the right we have the distribution of the *neutral* gas at the same epoch. It is possible to produce simulated Lyα forest spectra by throwing sightlines through the cube, as if we were viewing a quasar located behind the box. As we know precisely the physical properties of each particle in the simulations, it is possible to connect these properties to the profiles of the absorption lines in the fake spectra. Comparison with data then allows astronomers to interpret real Lyα forest spectra.

Skład chemiczny Wszechświata - deuter



Burles, Nollett, & Turner 1999

`https://arxiv.org/abs/astro-ph/9903300`

Deuter

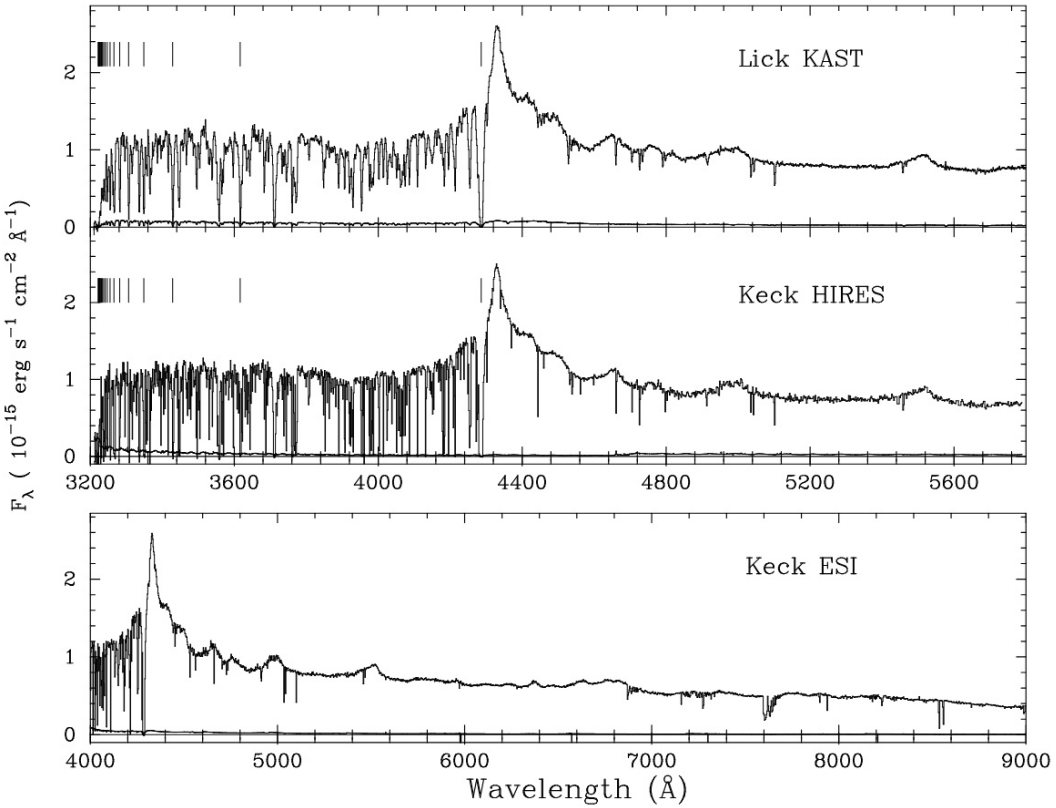


FIG. 1.— The spectra of Q1243+3047 from the KAST spectrograph (top), HIRES (middle) and ESI (bottom). We show the complete wavelength coverage for the Kast and HIRES spectra, but not for the ESI, which extends to 10,000 Å. We have applied relative flux calibration to all three spectra. The emission lines blend to give a continuously undulating continuum level from 4400 – 5000 Å. The vertical marks above the Kast and HIRES spectra show the positions of the Lyman series lines in the absorption system at $z = 2.526$ that gives the D/H value. The Lyα absorption line of this system, from which we get the H I column density, is near 4285 Å, just to the left of the peak of the Lyα emission line. We do not plot most pixels, to reduce the file size.

Kirkman et al. (2003)

Deuter

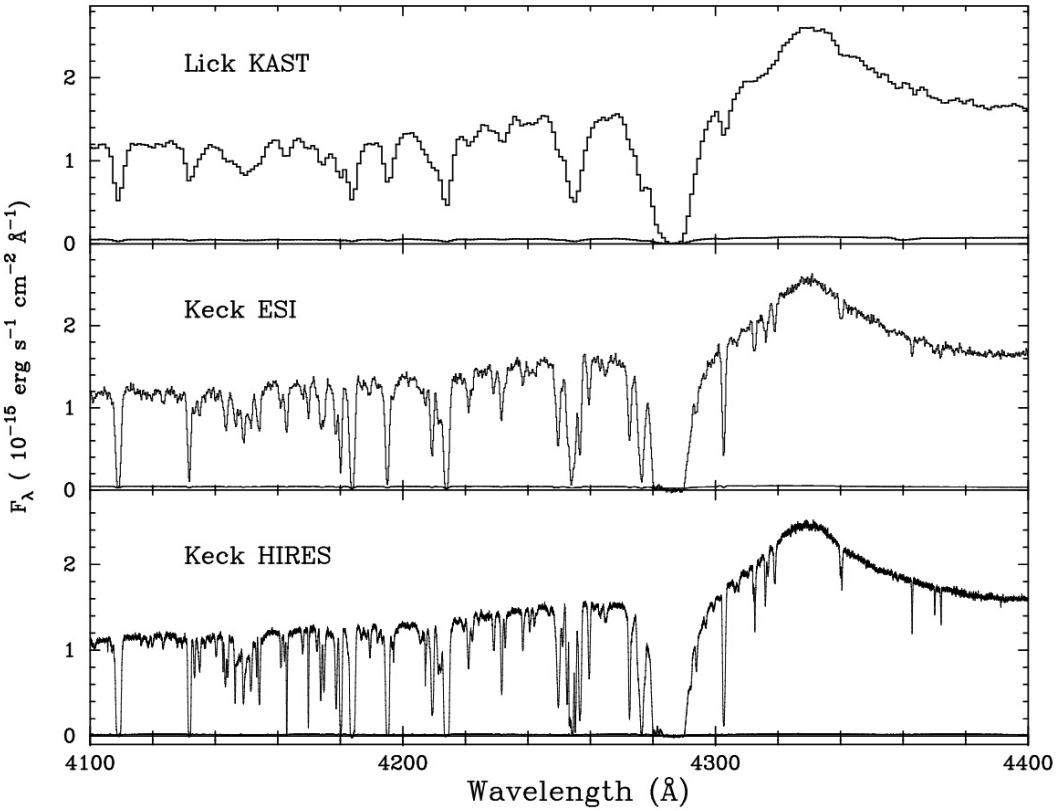


FIG. 2.— Expansion of the Kast, ESI and HIRES spectra from Figure 1. The Lyα absorption near 4285 Å is from the system in which we measure D/H.

Dla deuteru przy Lyα linia jest na -0.33Å lub -81 km/s; Kirkman et al. (2003)

Deuter

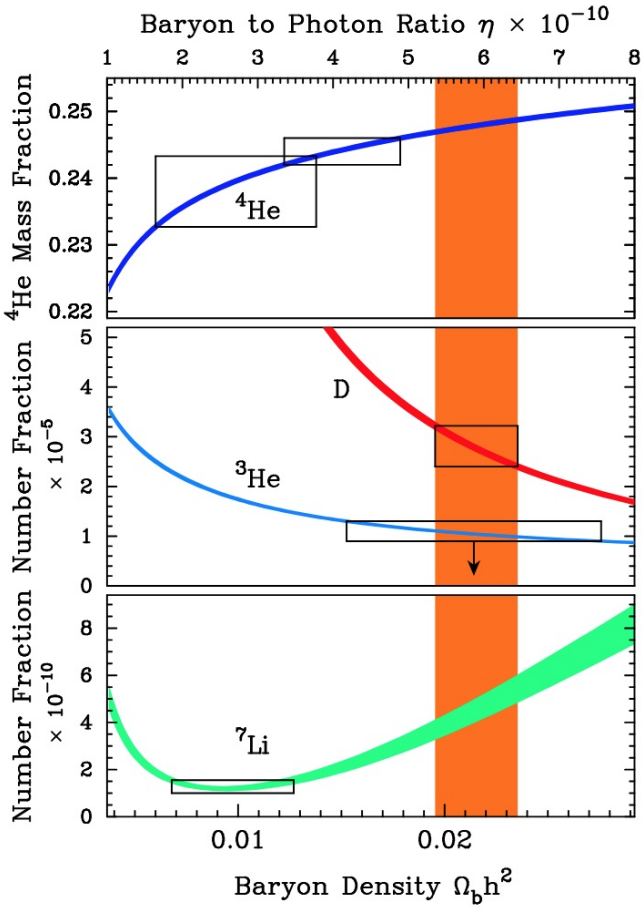
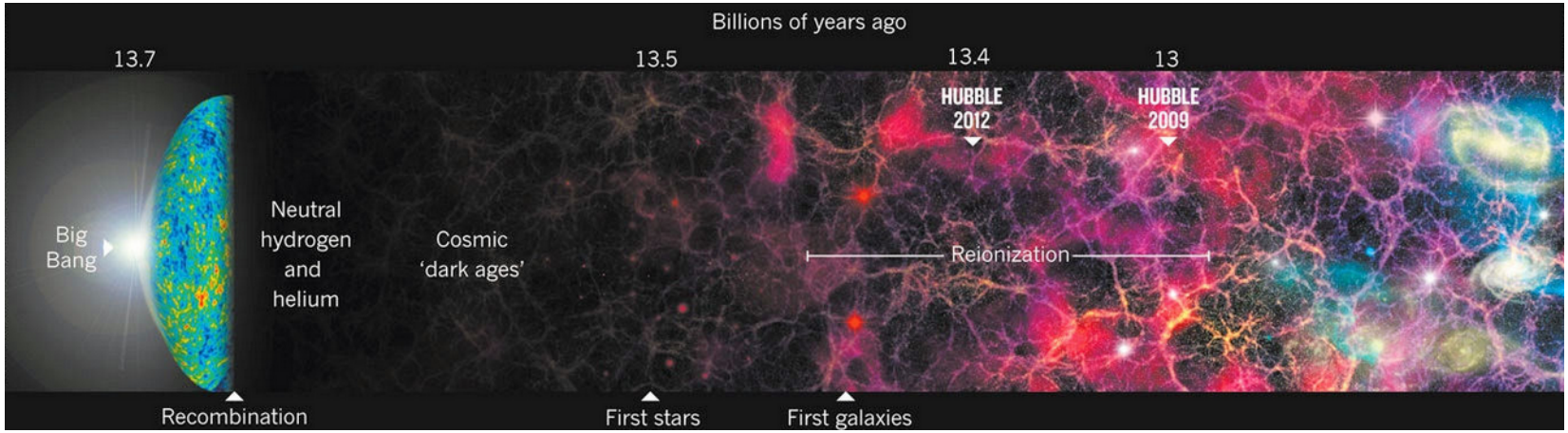


FIG. 32.— Comparison of predicted and measured abundances of four light nuclei as a function of the baryon density. The figure has three vertical panels each with a different linear scale. The curves show the abundance ratios predicted for SBBN, from the calculations by Burles, Nollett and Turner(2001). The top curve is the ^{4}He mass as a fraction of the mass of all baryons, while the three lower curves are the number fractions D/H, ^{3}He/H and ^{7}Li/H. The vertical widths of the curves show the uncertainties in the predictions. The five boxes show measurements, where the vertical extension is the 1σ random error, and the horizontal range is adjusted to overlap the prediction curves. For ^{4}He the larger box is from Olive, Steigman and Skillman (1997), and the error includes in quadrature the systematic error from Olive and Skillman (2001). The smaller ^{4}He box is from Izotov & Thuan (1998). The D/H box is the mean from five QSOs from this paper. The ^{3}He from Bania, Rood & Balser (2002) is an upper limit. The ^{7}Li is from Ryan *et al.* (2000). We expect that all the data boxes should overlap the vertical band that covers the D/H data. They do not, probably because of systematic errors.

Kirkman et al. (2003)

Powtórna Jonizacja

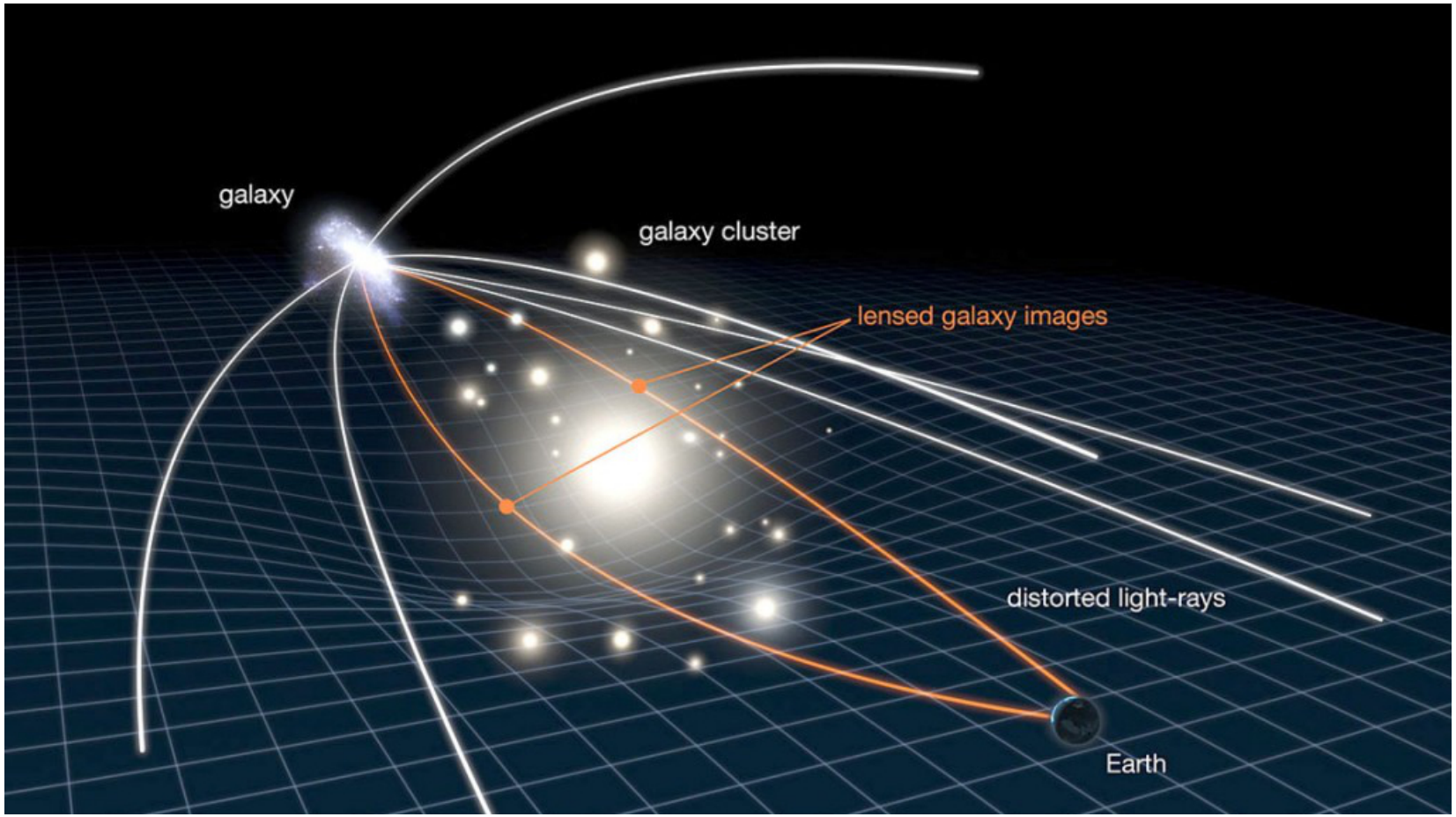


Powtórna Jonizacja

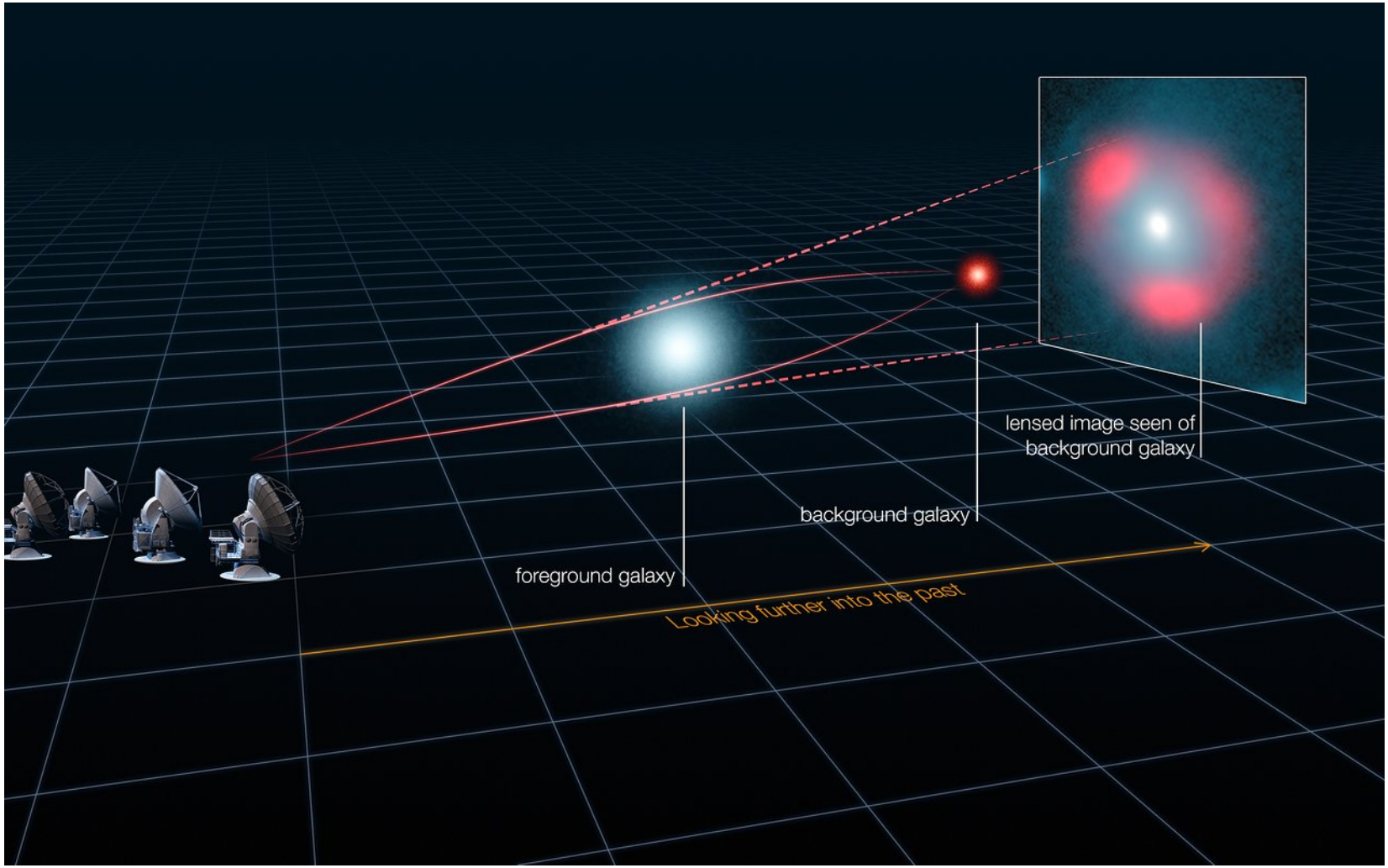
W zasadzie rozumiemy epokę powtórnej jonizacji:

- Pop III wzbogaciły ośrodek w metale i zapoczątkowały proces
- Pop II dokończyły
- Akrecja na BH chyba nie miała większego znaczenia (skoro masa BH jest typowo 100x -1000x mniejsza od masy gwiazd, to nawet przy 20 razy wiekszej wydajności nie mogły być znaczące)
- Efektu Gunna - Petersona nie obserwuje się przy $z < 6 - 7$, czyli wtedy proces jonizacji powinien się był zakończyć

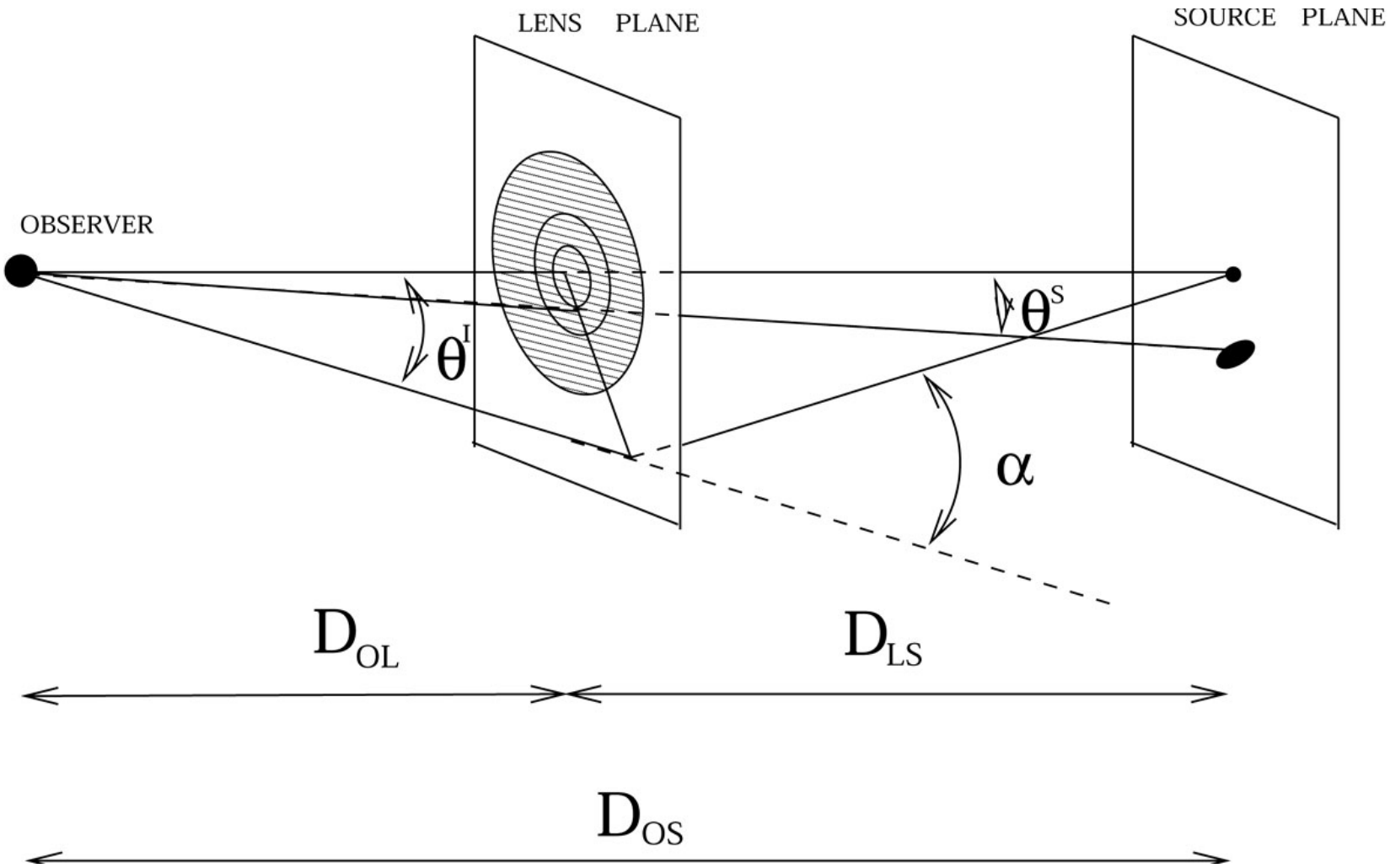
Soczewkowanie grawitacyjne – strong lensing



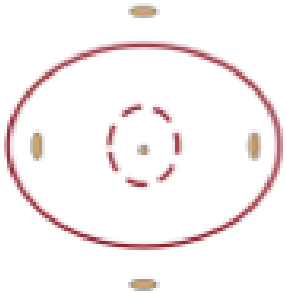
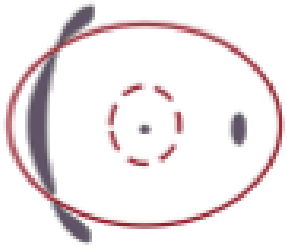
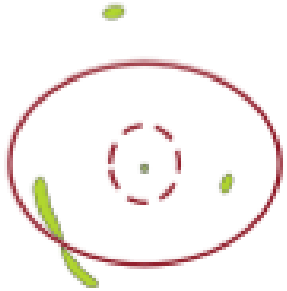
Soczewkowanie grawitacyjne



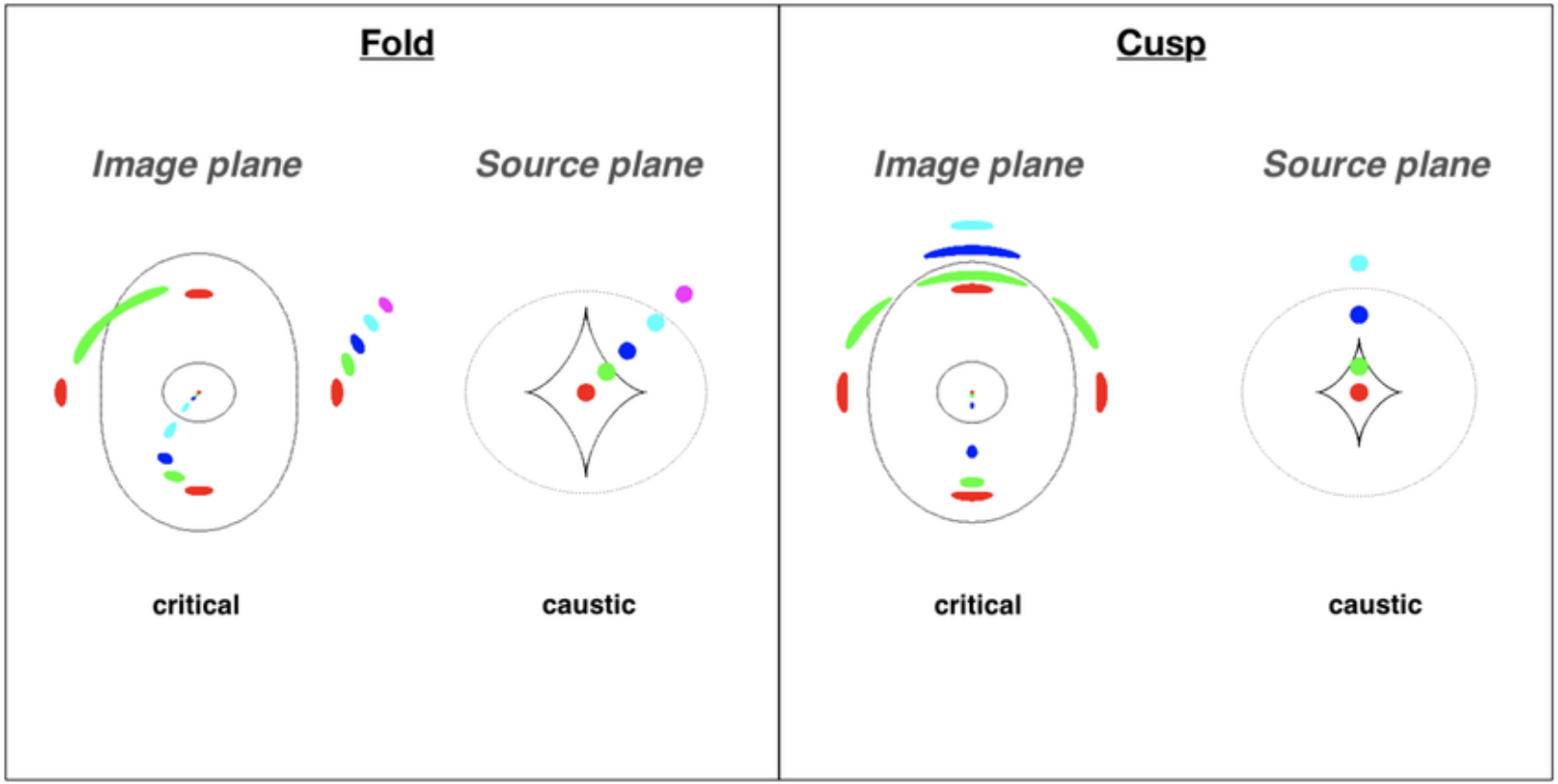
Soczewkowanie grawitacyjne



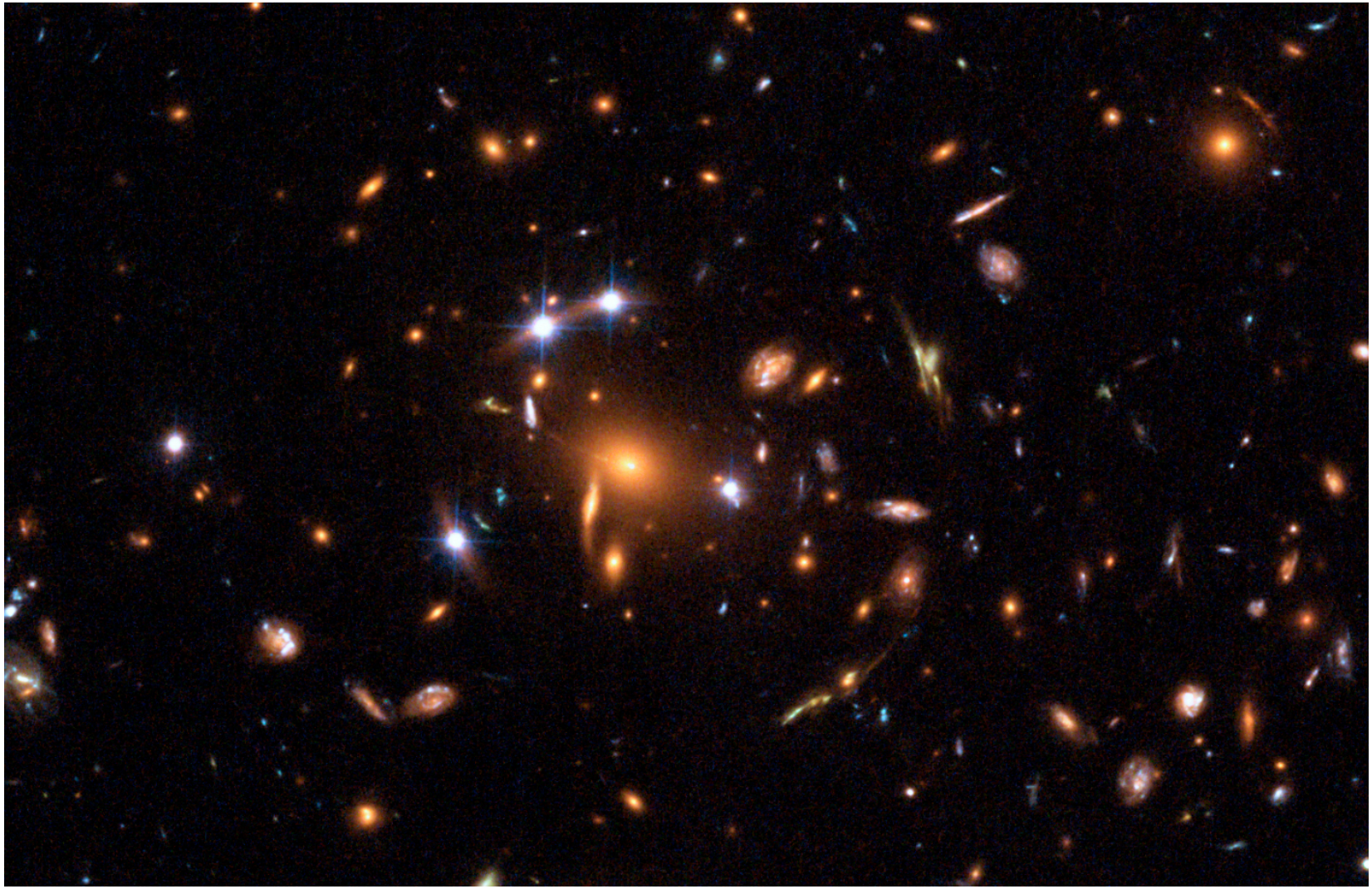
Soczewkowanie grawitacyjne

	Einstein Cross	Cusp Caustic	Fold Caustic
Source Plane			
Image Plane			

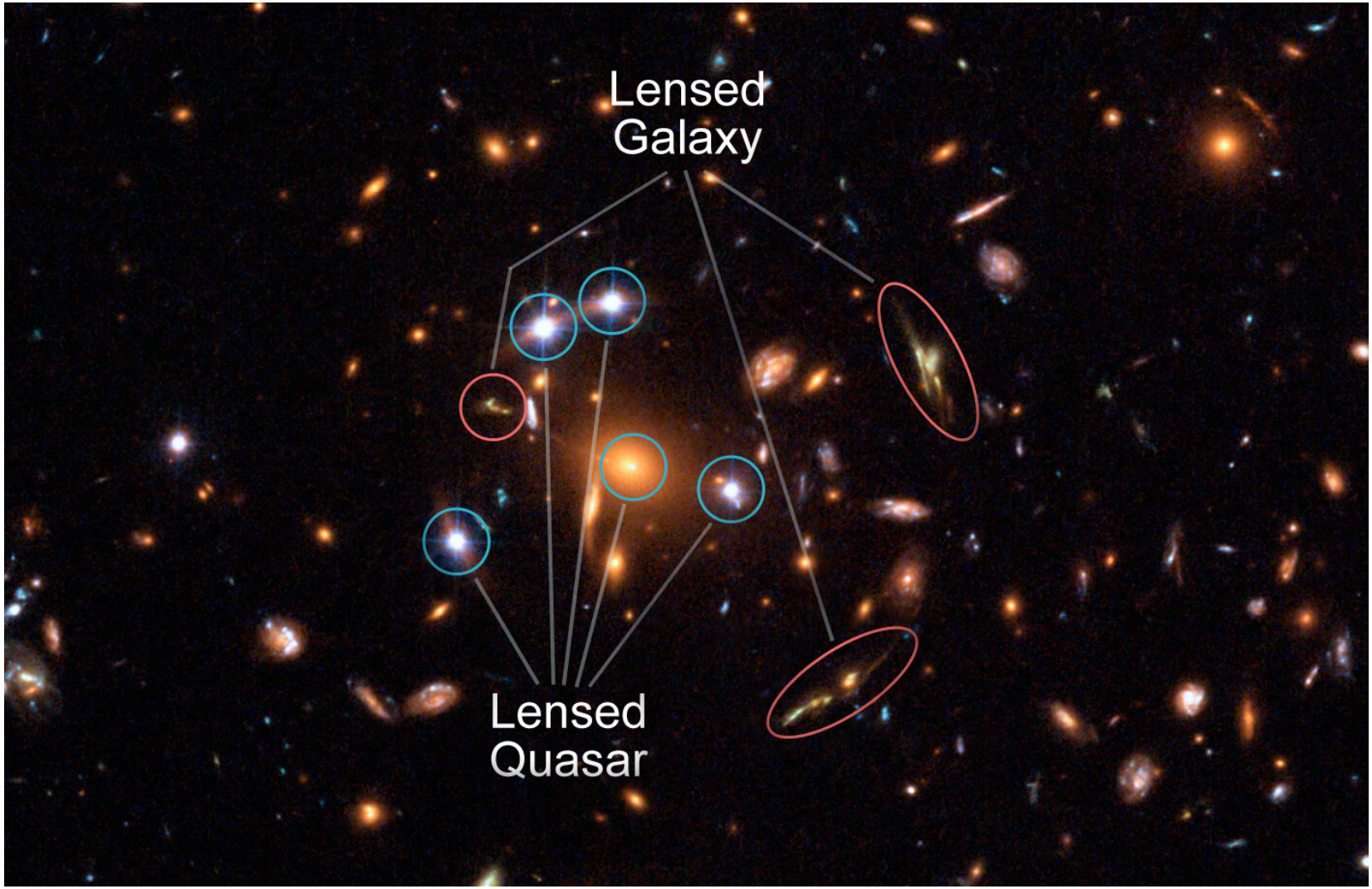
Soczewkowanie grawitacyjne



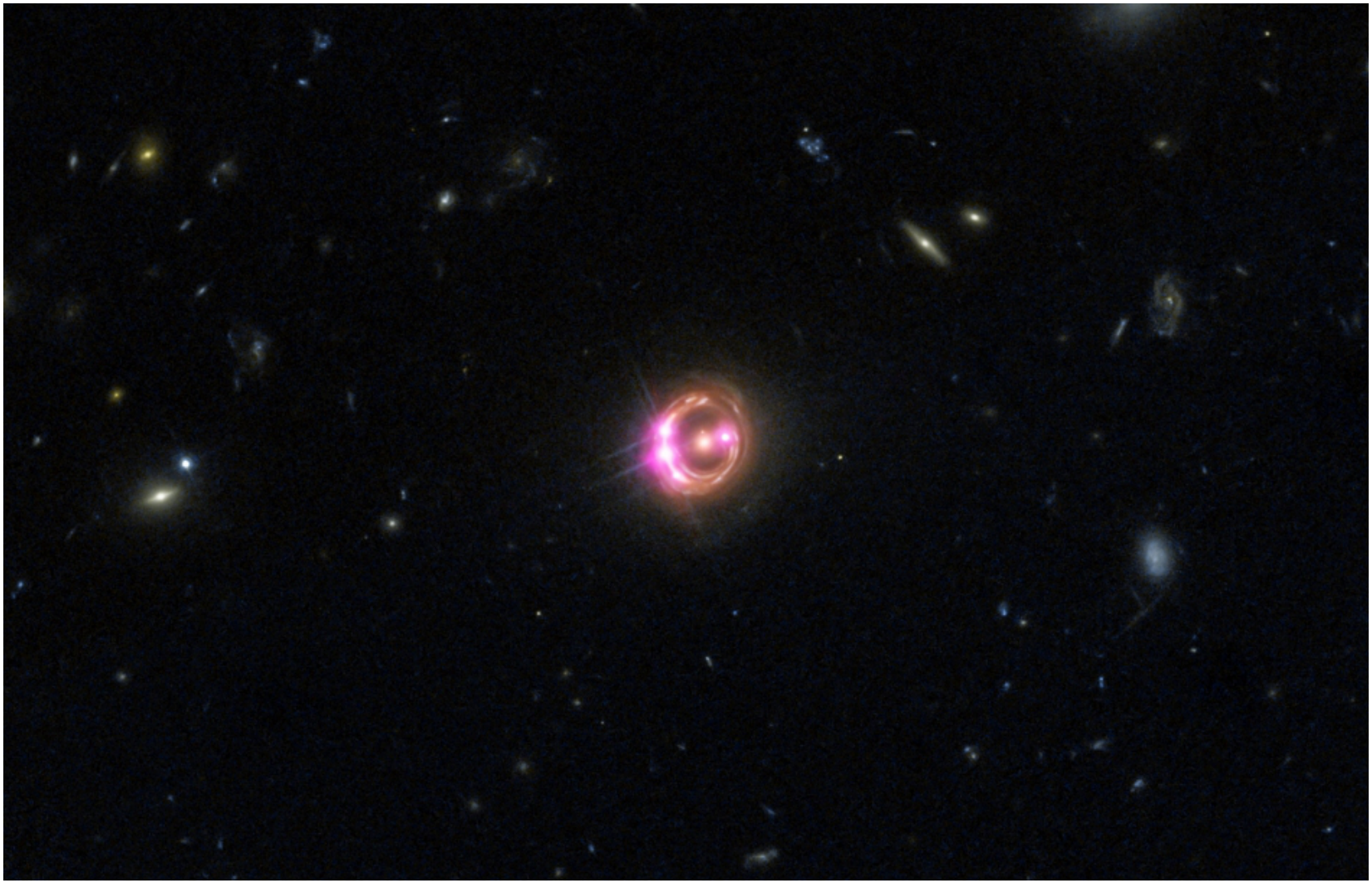
Soczewkowanie grawitacyjne



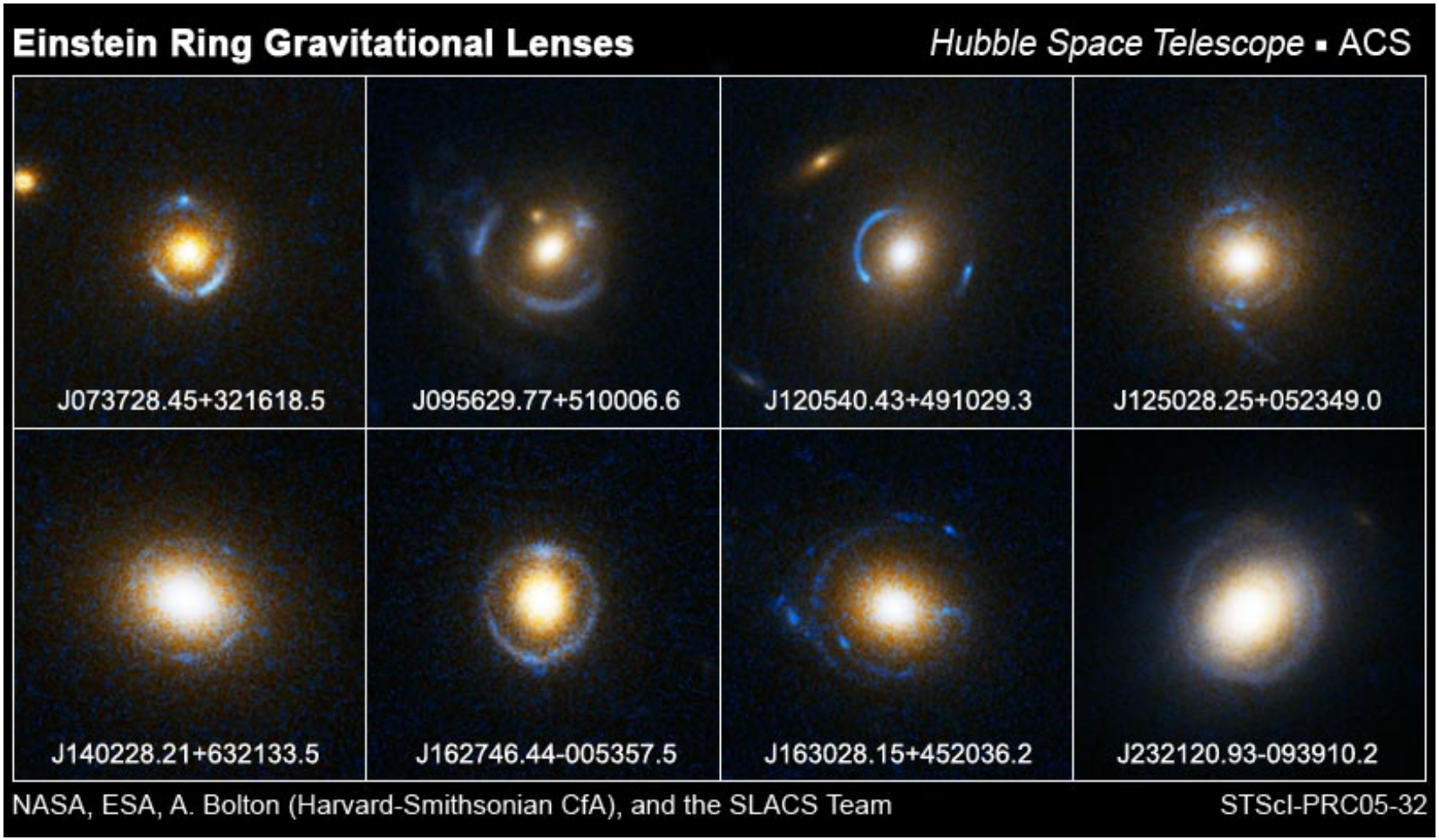
Soczewkowanie grawitacyjne



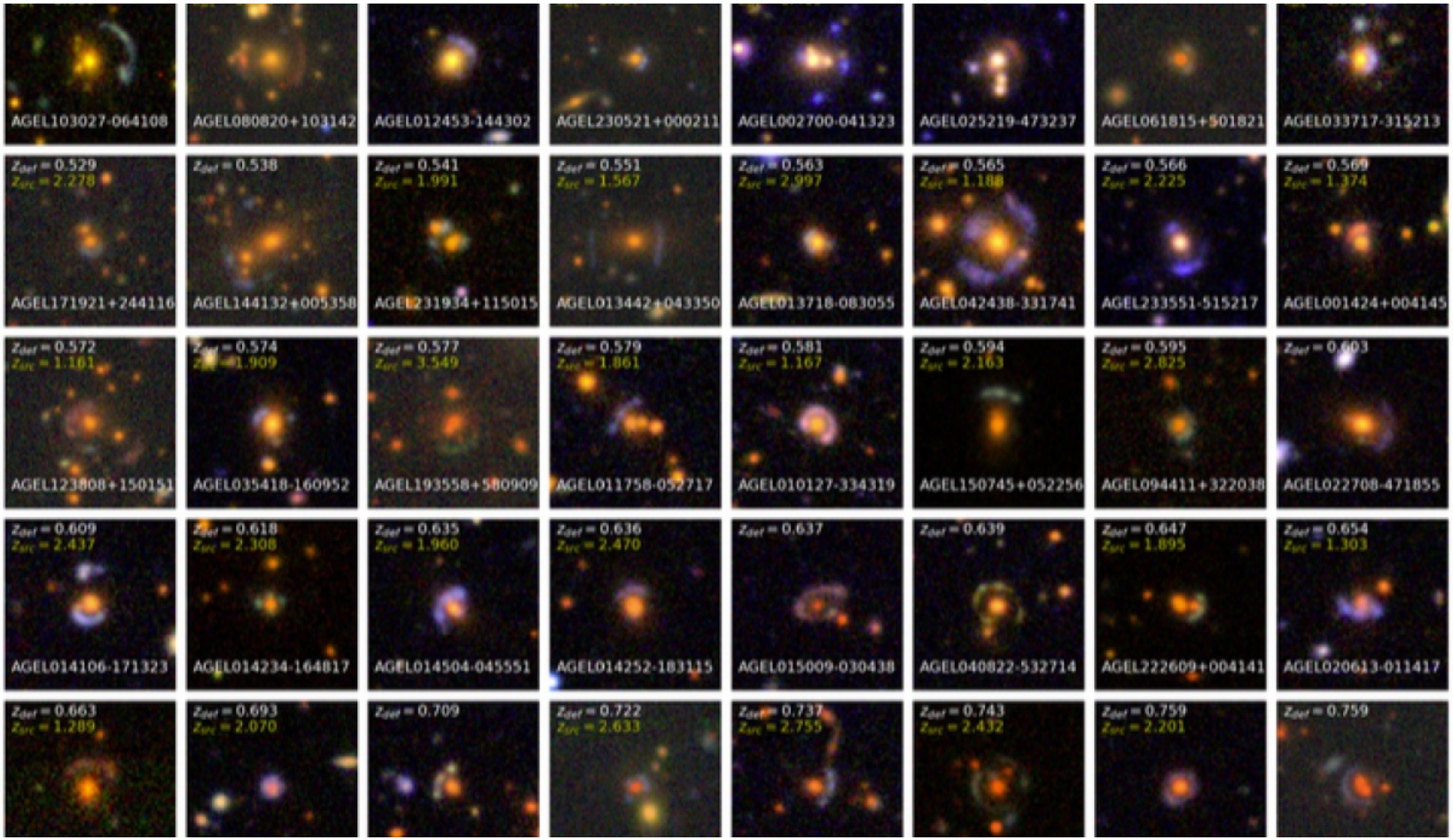
Soczewkowanie grawitacyjne



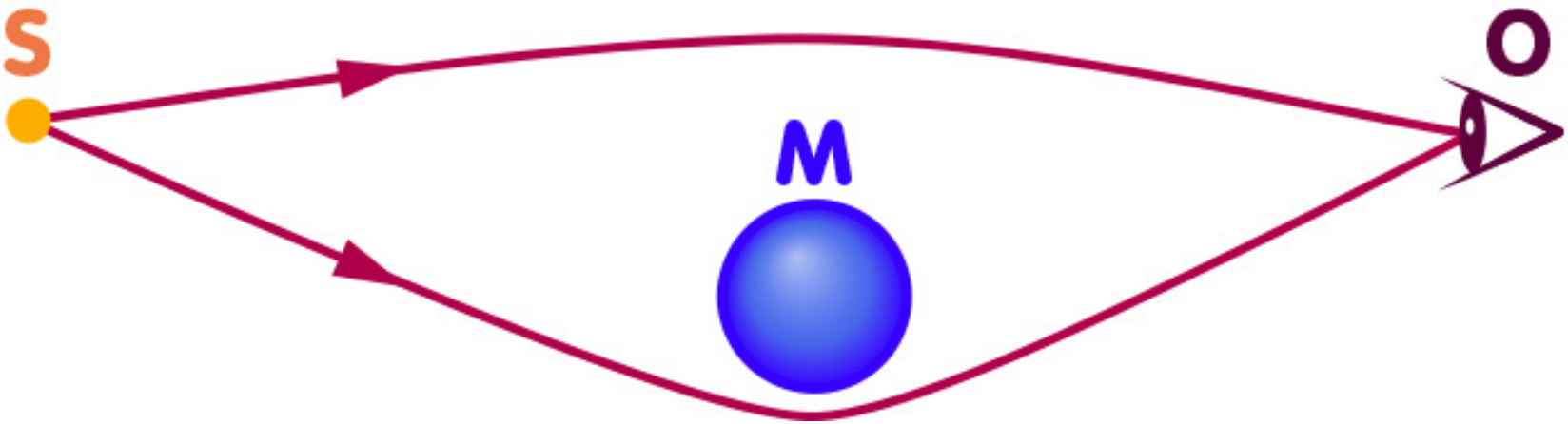
Soczewkowanie grawitacyjne



Soczewkowanie grawitacyjne

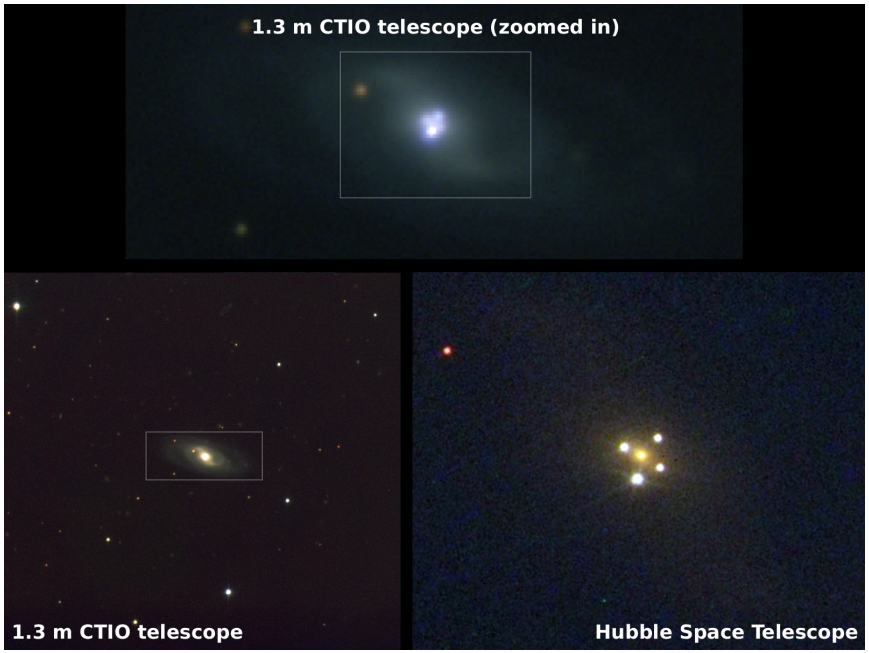


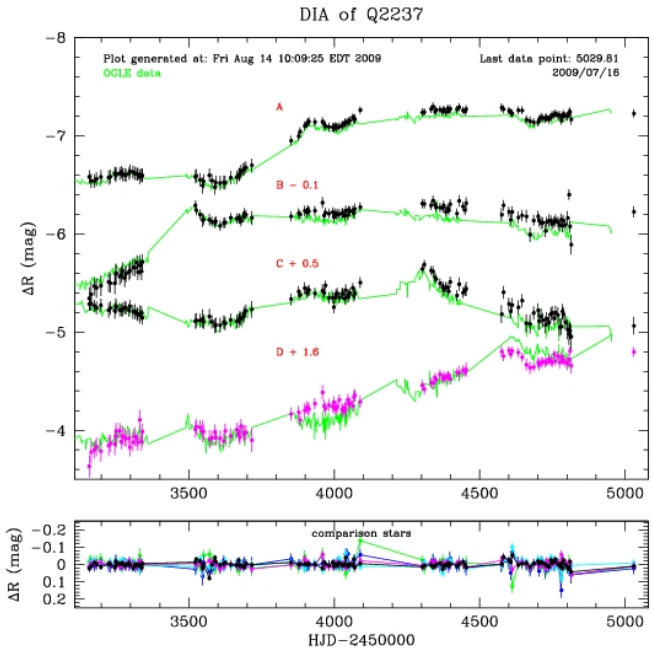
Soczewkowanie grawitacyjne



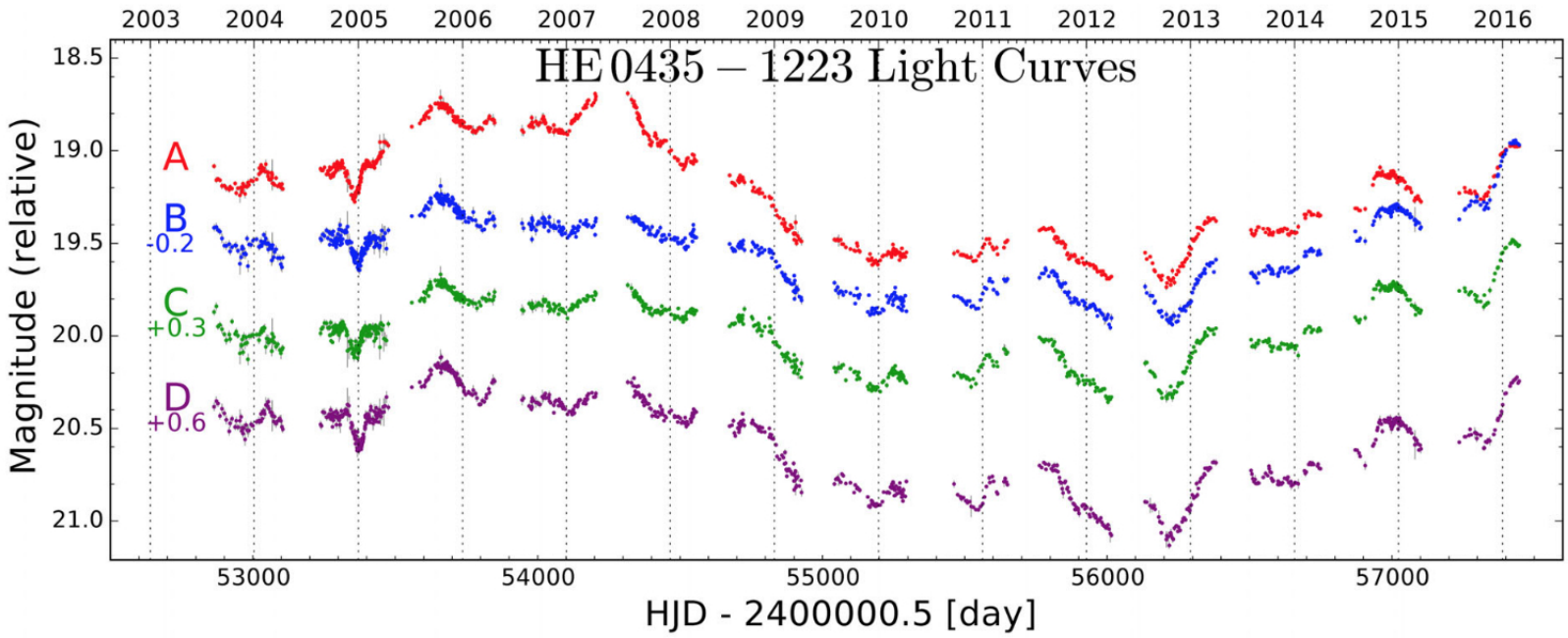
$$\Delta t_{\mathrm{SIS}} = \frac{1}{2}\frac{D_d D_s}{c D_{ds}}\left(\theta_A^2 - \theta_B^2\right) \tag{5}$$

Soczewkowanie grawitacyjne





Soczewkowanie grawitacyjne



Bovin et al. (2017)

Soczewkowanie grawitacyjne

Monthly Notices
of the
ROYAL ASTRONOMICAL SOCIETY

MNRAS **476,** 663–672 (2018) doi:10.1093/mnras/sty259
Advance Access publication 2018 February 1

A gravitationally lensed quasar discovered in OGLE

Zuzanna Kostrzewa-Rutkowska,[1,2,3★] Szymon Kozłowski,[3] Cameron Lemon,[4] T. Anguita,[5,6] J. Greiner,[7] M. W. Auger,[4] Ł. Wyrzykowski,[3] Y. Apostolovski,[5,6] J. Bolmer,[7,8] A. Udalski,[3] M. K. Szymański,[3] I. Soszyński,[3] R. Poleski,[3,9] P. Pietrukowicz,[3] J. Skowron,[3] P. Mróz,[3] K. Ulaczyk[3,10] and M. Pawlak[3]

[1]*SRON, Netherlands Institute for Space Research, Sorbonnelaan 2, NL-3584 CA Utrecht, the Netherlands*
[2]*Department of Astrophysics/IMAPP, Radboud University Nijmegen, PO Box 9010, NL-6500 GL Nijmegen, the Netherlands*
[3]*Warsaw University Astronomical Observatory, Al. Ujazdowskie 4, PL-00-478 Warszawa, Poland*
[4]*Institute of Astronomy, Madingley Road, Cambridge CB3 0HA, UK*
[5]*Departamento de Ciencias Fisicas, Universidad Andres Bello, Avenida Republica 220, Santiago, Chile*
[6]*Millennium Institute of Astrophysics, Chile*
[7]*Max-Planck Institute for Extraterrestrial Physics, D-85748 Garching, Giessenbachstr. 1, Germany*
[8]*European Southern Observatory, Alonso de Cordova 3107, Vitacura, Casilla 19001, Santiago 19, Chile*
[9]*Ohio State University, Department of Astronomy, 140 West 18th Avenue, Columbus, OH 43210, USA*
[10]*Department of Physics, University of Warwick, Gibbet Hill Road, Coventry CV4 7AL, UK*

Accepted 2018 January 23. Received 2017 December 22; in original form 2017 June 21

Kostrzewa-Rutkowska Zuzanna, Kozłowski Szymon i in. (2018), MNRAS

Soczewkowanie grawitacyjne

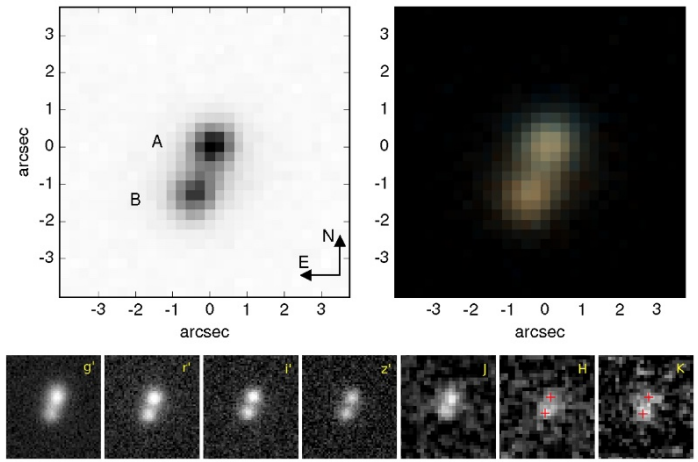


Figure 1. The OGLE lensed quasar as seen in OGLE (top panels) and GROND (bottom panels) is shown. The two lensed quasar images are marked in the top left-hand panel, where A (B) is the brighter (fainter) image. They are separated by 1.5 arcsec and are readily resolvable in the best-seeing OGLE frames of 0.7 arcsec. The top right-hand panel shows the colour composition of *I*- and *V*-band frames. The bottom row presents $g'r'i'z'JHK$ GROND observations (from the left- to right-hand panel). The lens galaxy becomes visible as a blend to image B in the infrared data. All panels cover approximately 8×8 arcsec^2. North is up and east is to the left-hand side.

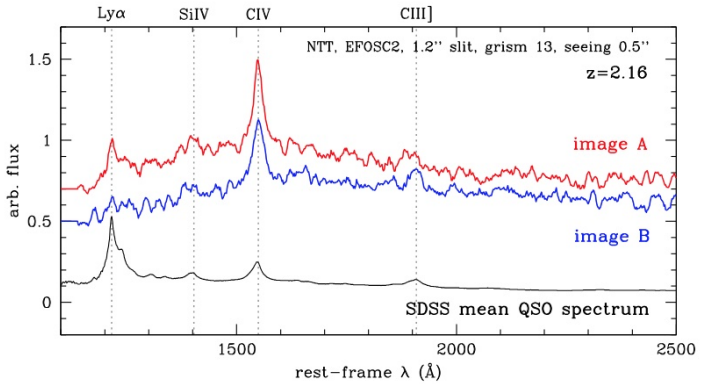


Figure 2. NTT spectra of the two images (A in red, B in blue) of the lensed quasar. For comparison, in black, we also show a composite AGN spectrum from Vanden Berk et al. (2001). The source redshift is $z_S = 2.16$. Four common quasar emission lines are marked with the vertical dotted lines and labelled at the top.

straightforward identification of the lensed quasar candidate system without extensive spectroscopic observations.

3 THE LENS SYSTEM

Kostrzewa-Rutkowska Zuzanna, Kozłowski Szymon i in. (2018), MNRAS

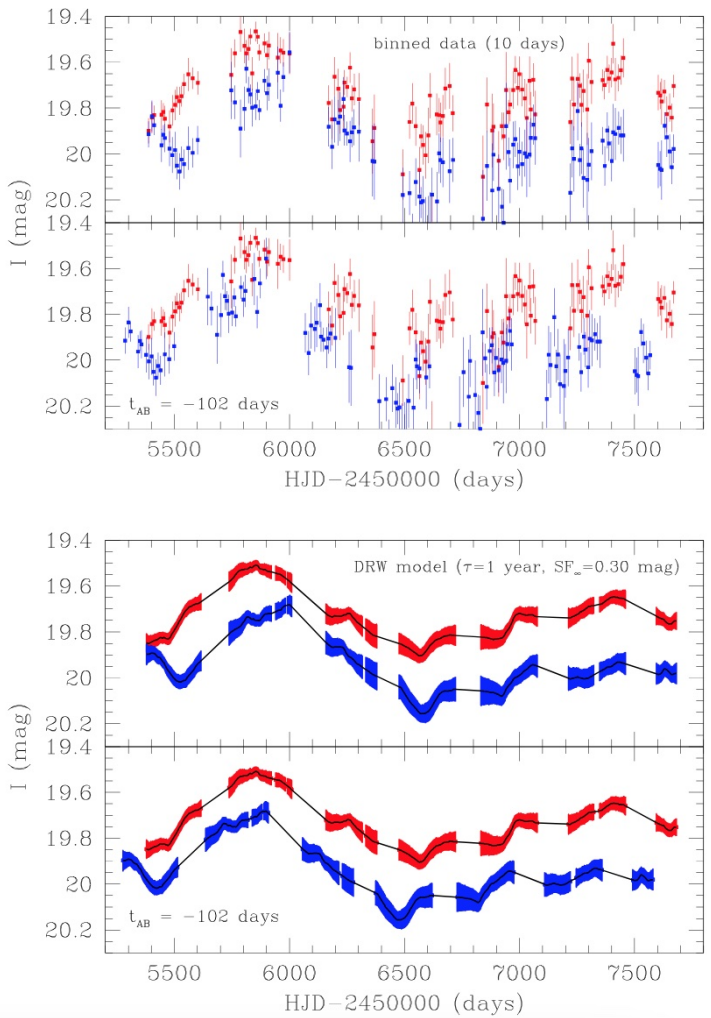
image B appears to be brighter than A, but in fact the best SED model of the lensing galaxy peaks around 2 μm and dominates the light of image B (bottom panel of Fig. 1 and top panel of Fig. 3).

3.5 The time delay

Time delays in gravitational lenses may be the key to understanding the lens system, including its mass distribution, but also are probes of cosmological parameters such as the Hubble constant (e.g. Blandford & Narayan 1986; Gorenstein, Shapiro & Falco 1988; Kochanek 2002).

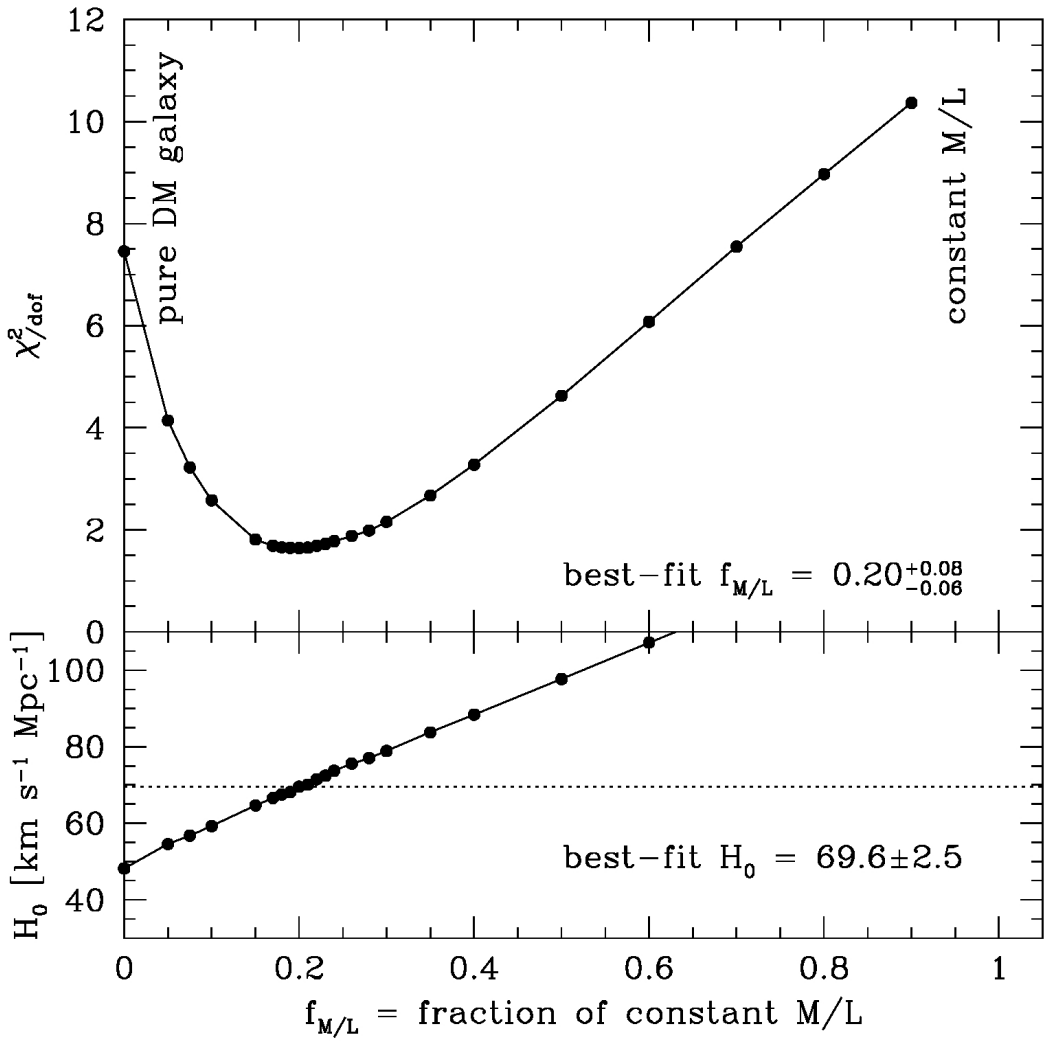
Time delay(s) are estimated from light curves of the two (or more) images of the quasar. The necessary condition is that all light curves cover the same variability pattern intrinsic to the quasar. This usually means a need for about several years-long, well-sampled light curves having a good signal-to-noise (i.e. sufficiently bright images), because the typical AGN variability amplitude is small, a few tenths of a magnitude, on a time-scale of months to years (e.g. MacLeod et al. 2010; Kozłowski 2016). If the separation between the image(s) and the galaxy is small, or simply the galaxy is large (as in the case of QSO 2237+0305; e.g. Huchra et al. 1985; Udalski et al. 2006), then one or more images may undergo secondary microlensing by stars of the lensing galaxy. This happens rather frequently and is the main reason of troubles with correctly estimating time delays (e.g. Goicoechea et al. 1998; Tie & Kochanek 2018) and the image flux ratios (e.g. Wyithe & Turner 2002), while on the other hand enabling the measurement of the intrinsic properties of the quasar accretion disc (its temperature profile and size, e.g. Kochanek 2004; Dai et al. 2010; Morgan et al. 2012; Mosquera et al. 2013).

A straightforward method to measure time delay(s) is the cross-correlation (CC) of the two (or more) light curves, however be-



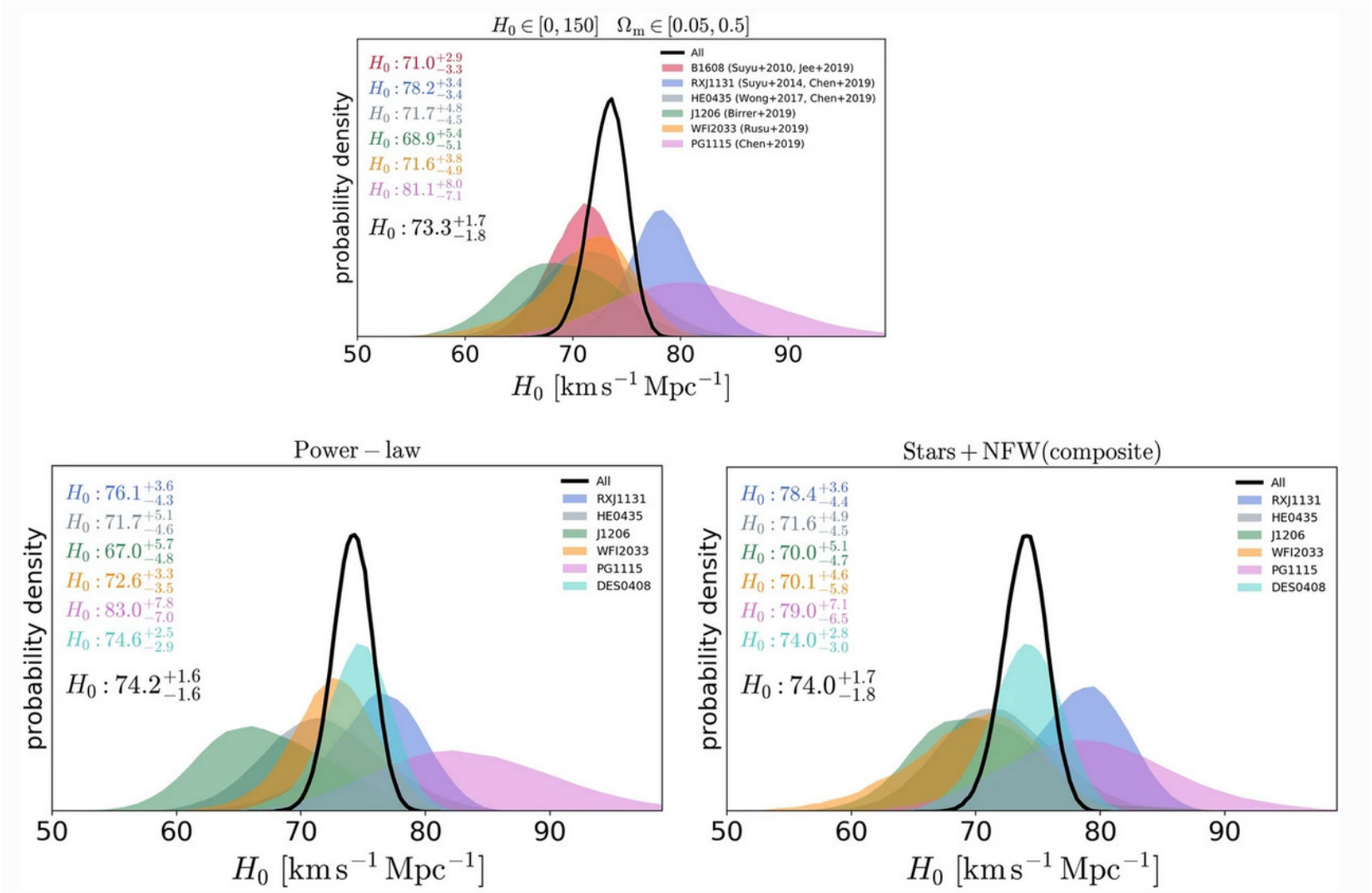
Kostrzewa-Rutkowska Zuzanna, Kozłowski Szymon i in. (2018), MNRAS

Soczewkowanie grawitacyjne



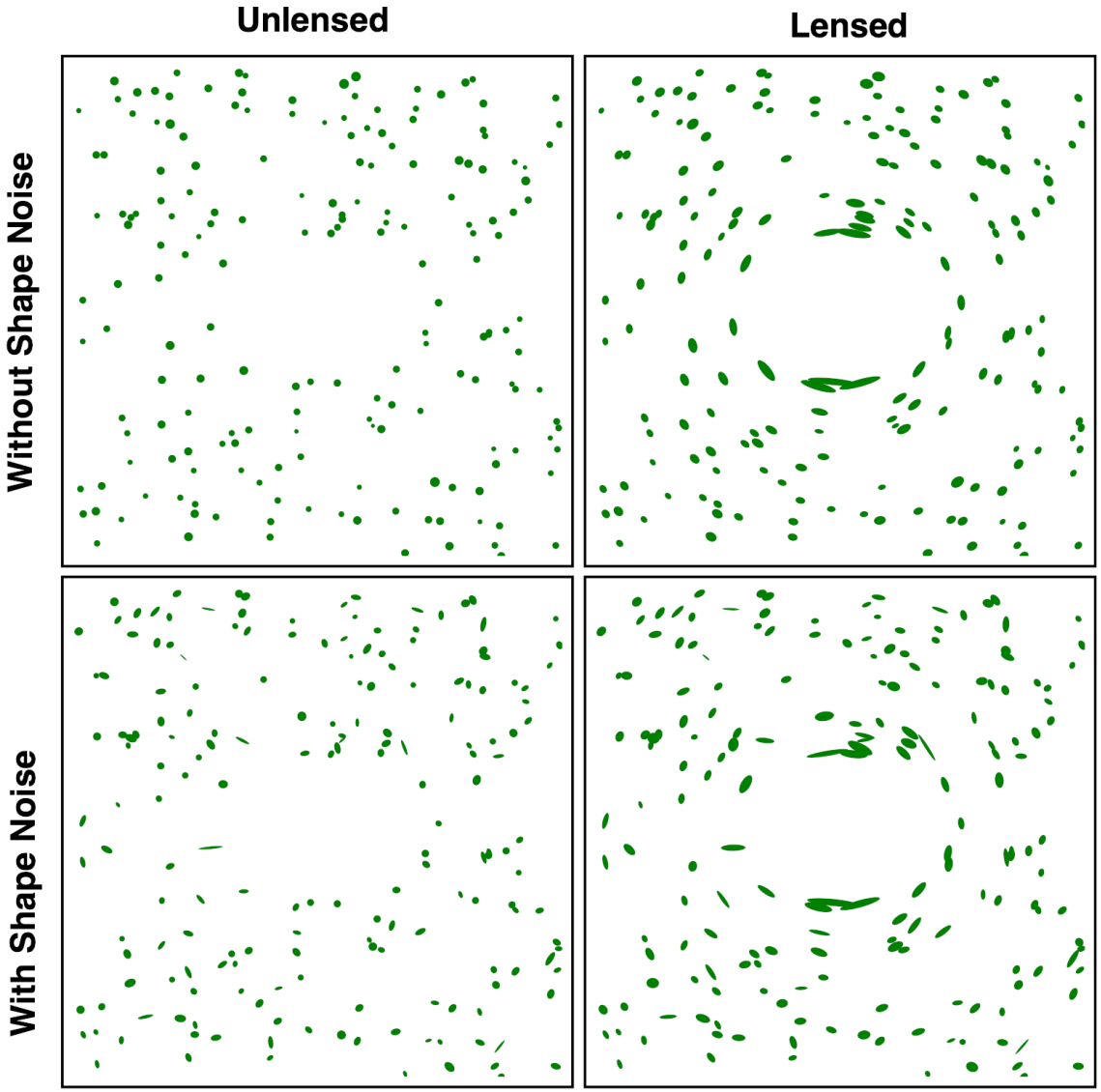
RXJ1131-1231 – Szymon Kozłowski (niepublikowane, 2009)

Soczewkowanie grawitacyjne

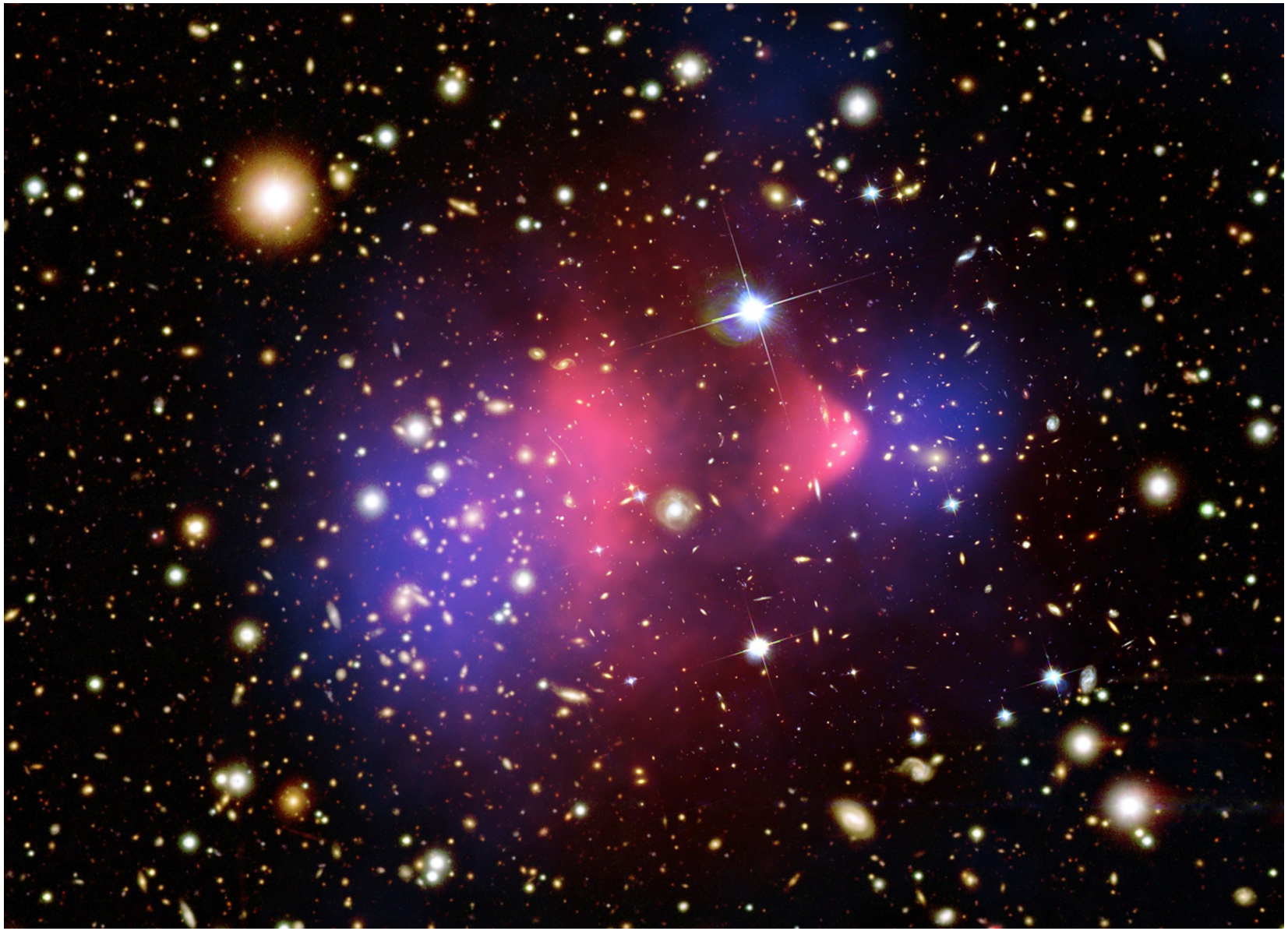


Wong et al. (2020)

Soczewkowanie grawitacyjne – weak lensing



Gromada Pocisk – Bullet Cluster



Ciemna materia – płaskie krzywe rotacji galaktyk

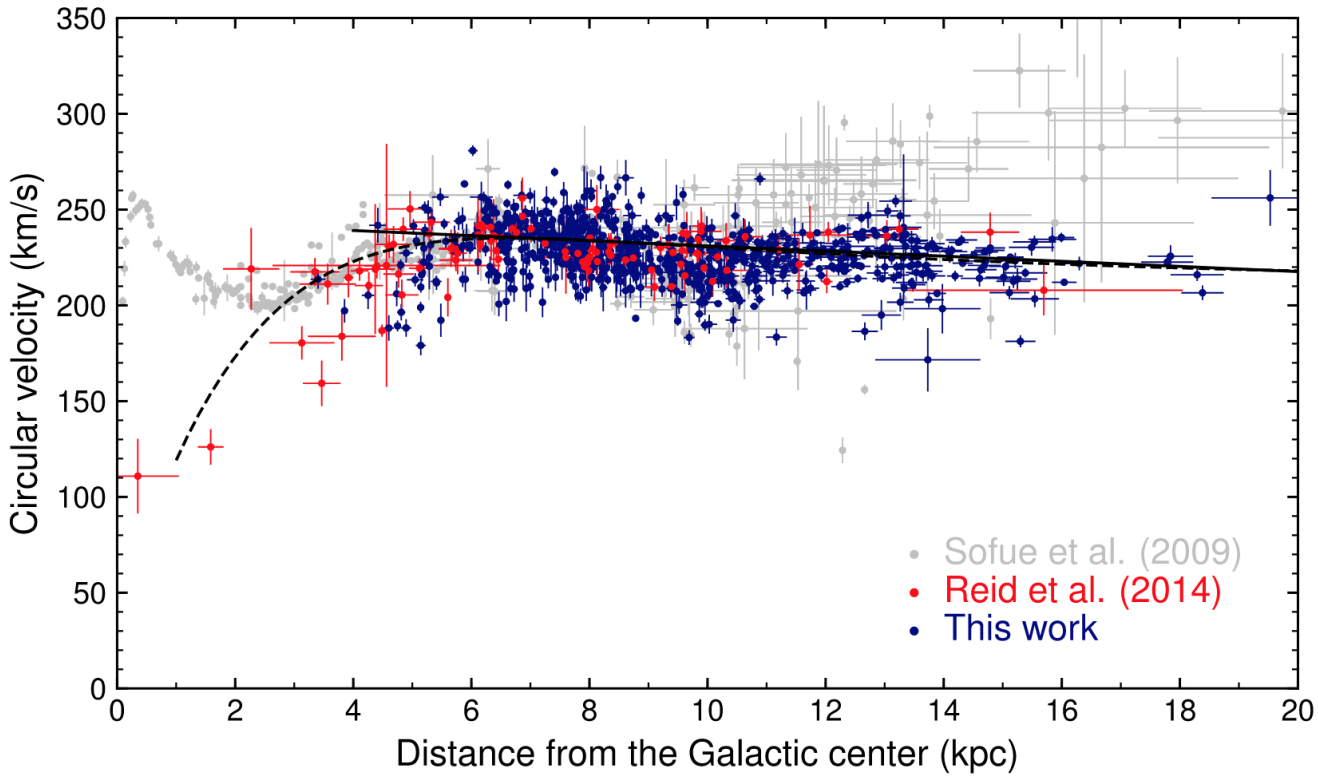
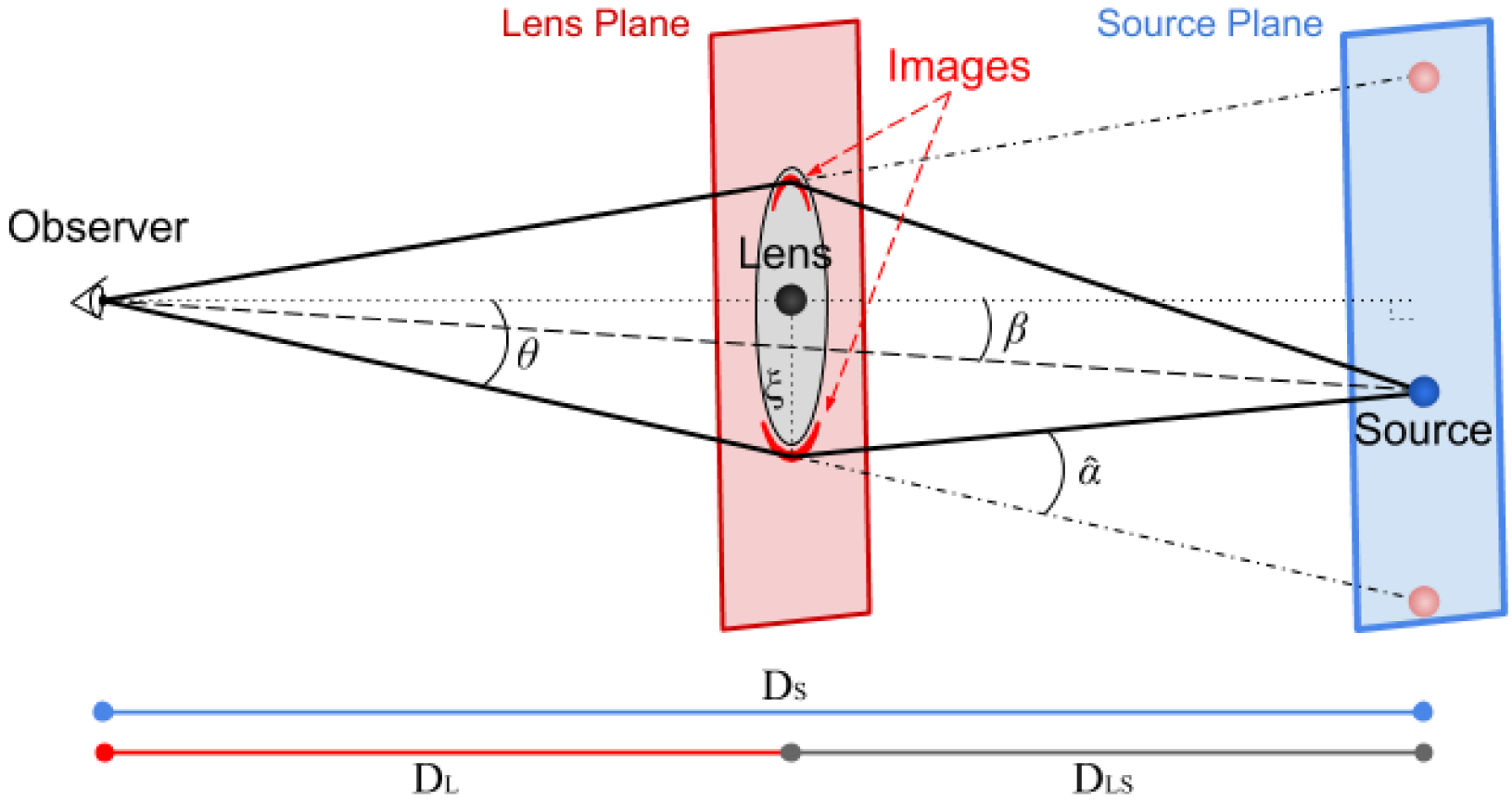


Figure 2. Rotation curve of the Milky Way for Cepheids assuming $R_0 = 8.09$ kpc and $\Theta_0 = 233.6$ km s^{-1} (model 2). Red data points represent high-mass star-forming regions (Reid et al. 2014). Gray data points are taken from Sofue et al. (2009) and are rescaled to new (R_0, Θ_0) using formula $V_{\rm new} = V_{\rm old} + \frac{R}{8.0}(\Theta_0 - 200)$. Solid and dashed lines show the best-fitting models (linear and universal, respectively).

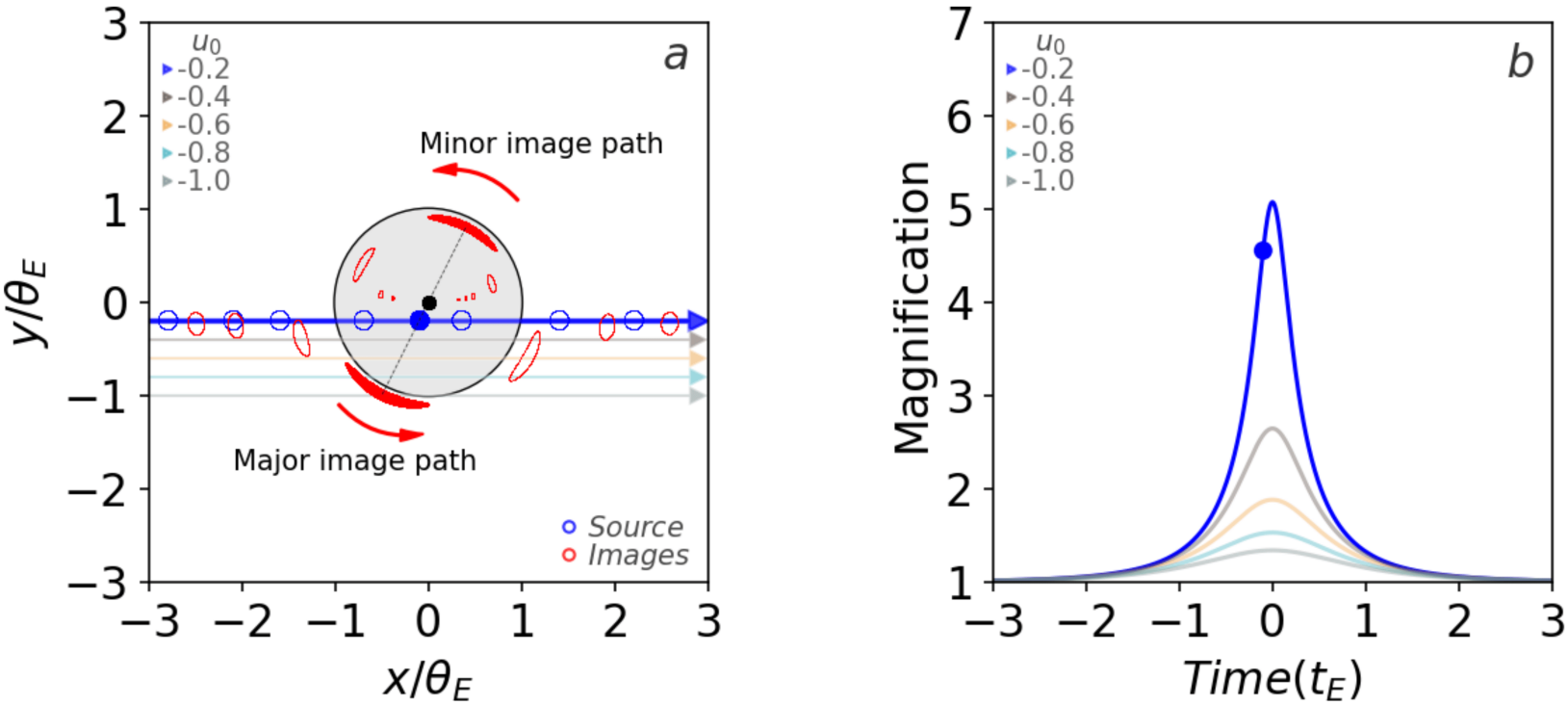
Mróz et al. (2019)

Mikrosoczewkowanie grawitacyjne



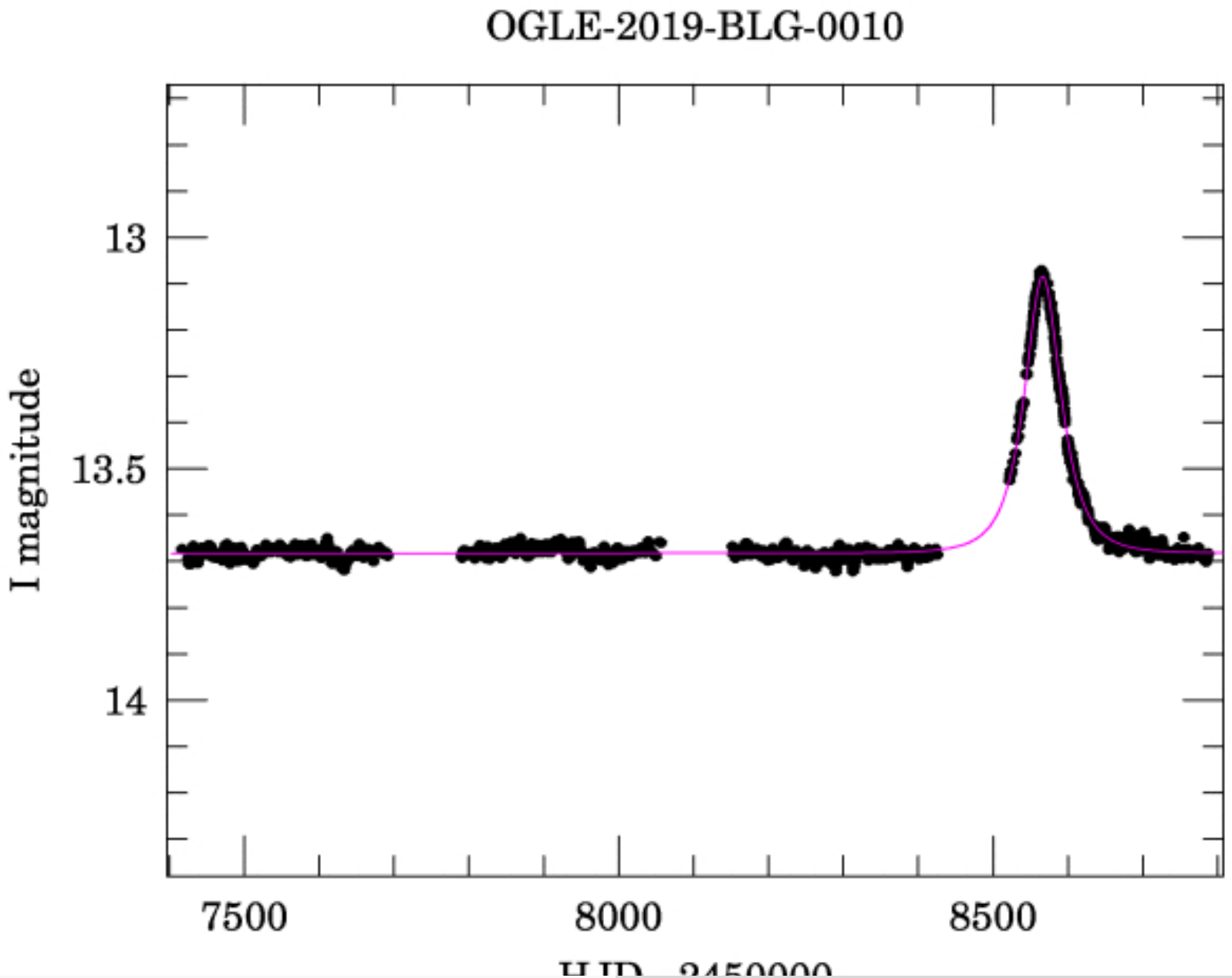
Mikrosoczewka grawitacyjna

Mikrosoczewkowanie grawitacyjne

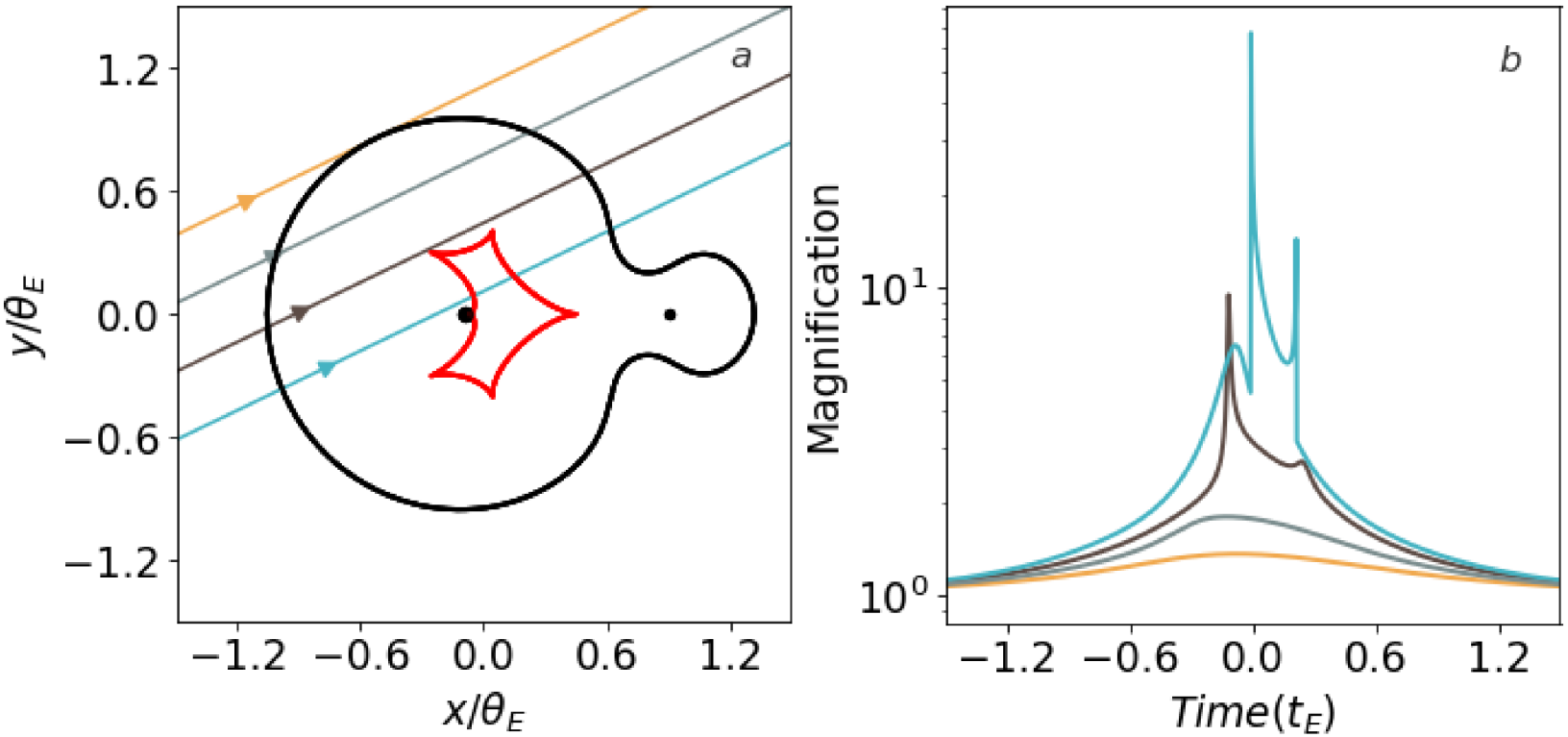


Krzywa zmian blasku – mikrosoczewka grawitacyjna

Mikrosoczewkowanie grawitacyjne

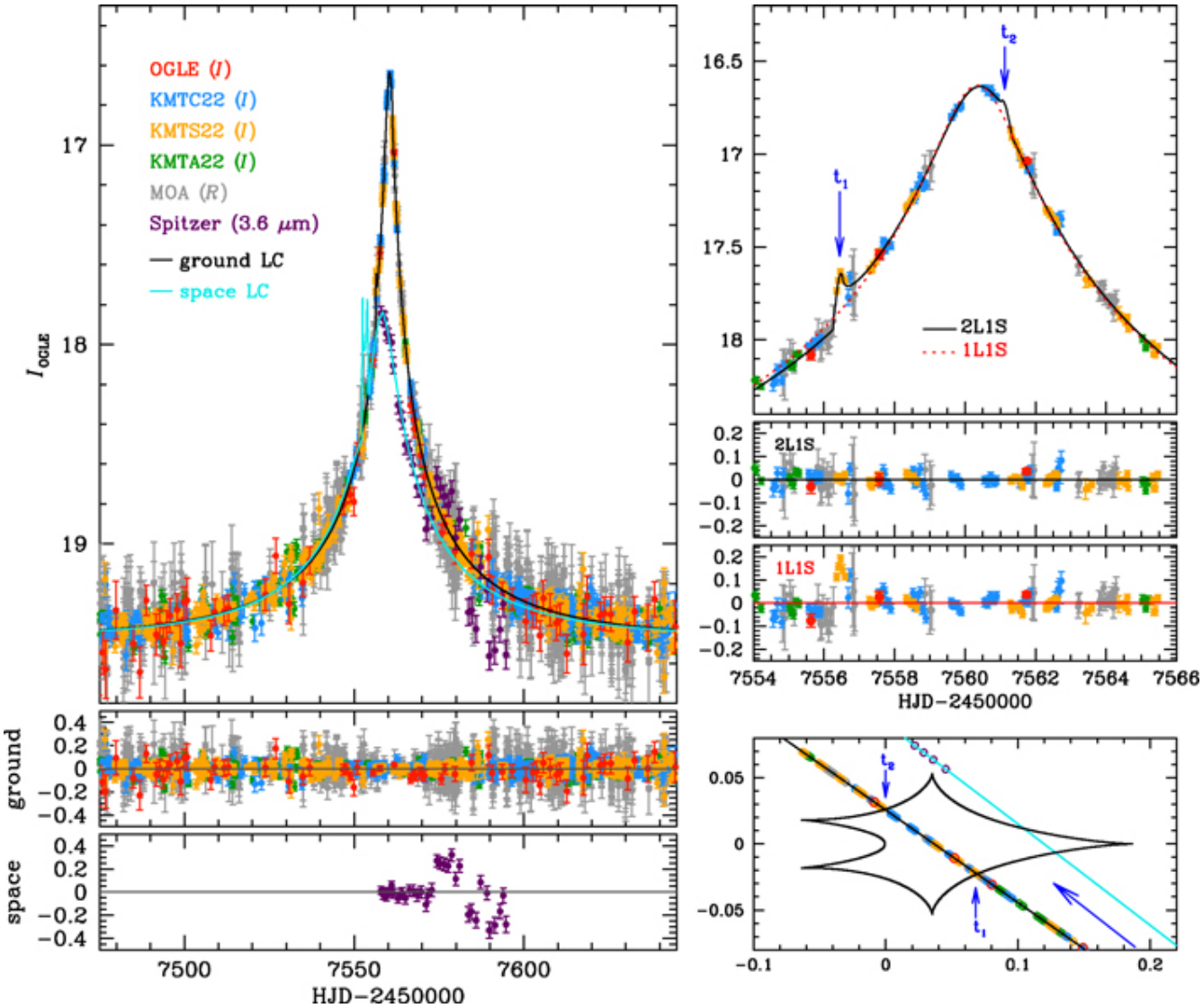


Mikrosoczewkowanie grawitacyjne



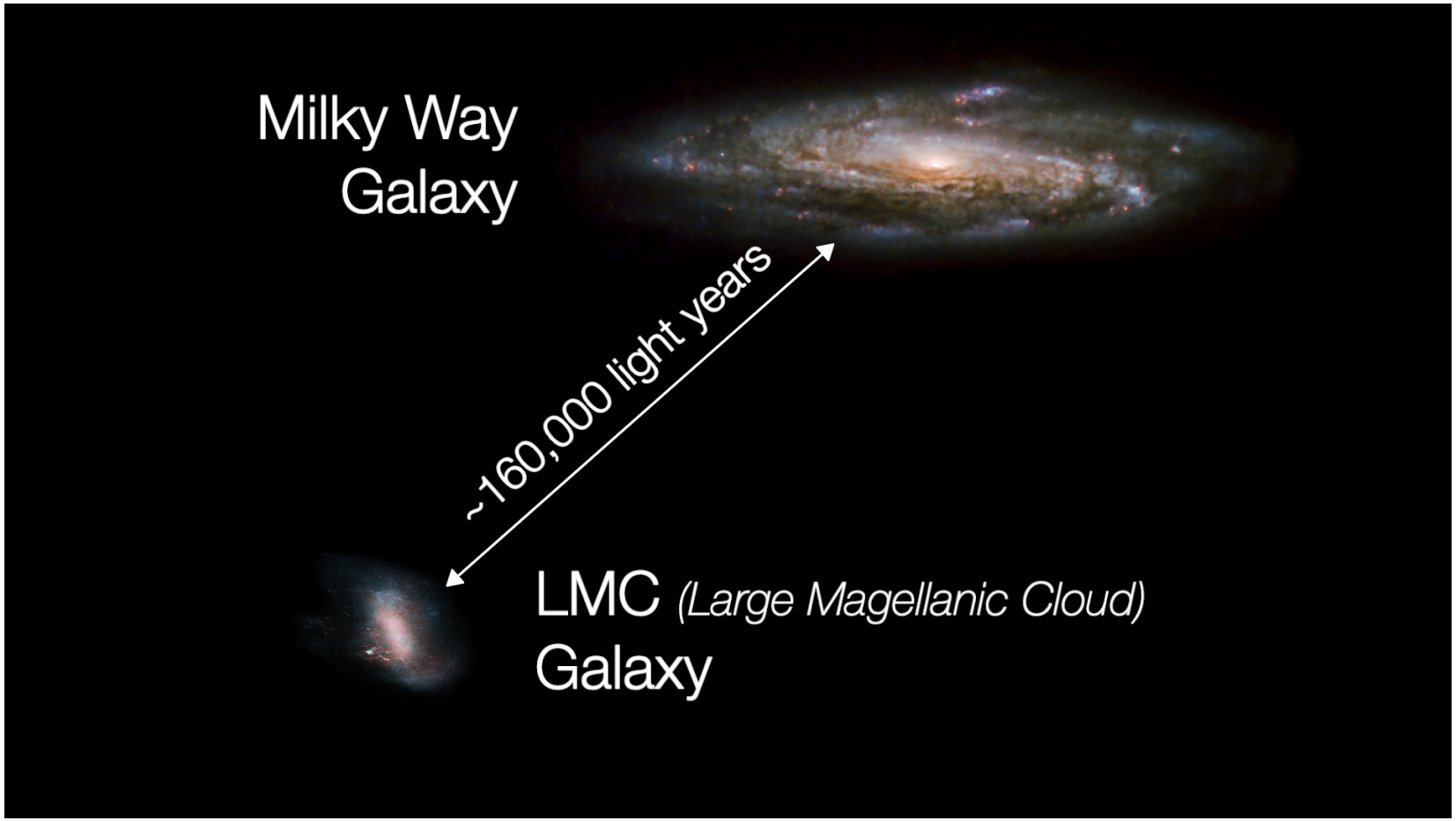
Krzywa zmian blasku – mikrosoczewka grawitacyjna

Mikrosoczewkowanie grawitacyjne

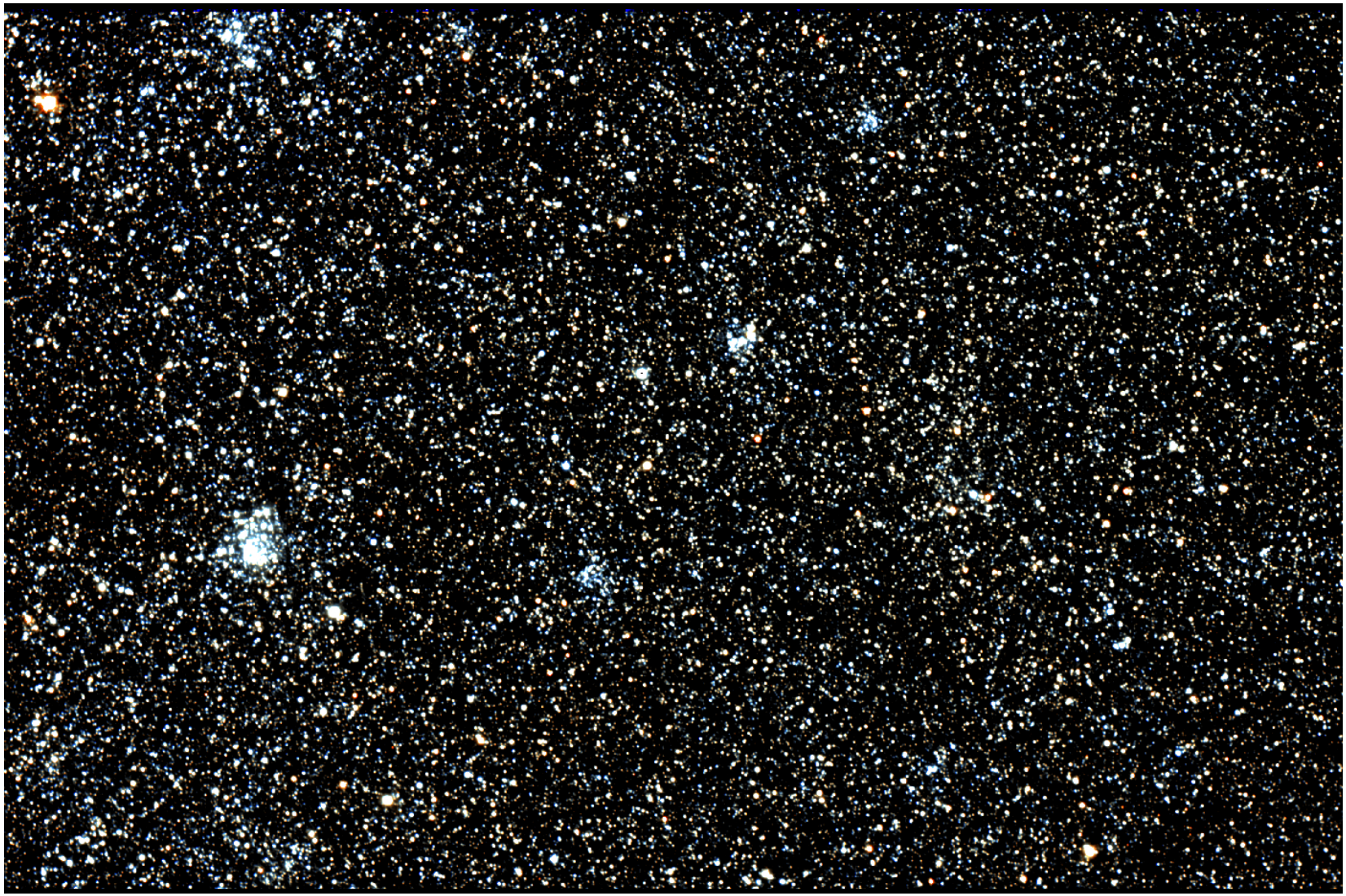


Krzywa zmian blasku – mikrosoczewka grawitacyjna

Ciemna materia – mikrosoczewkowanie grawitacyjne

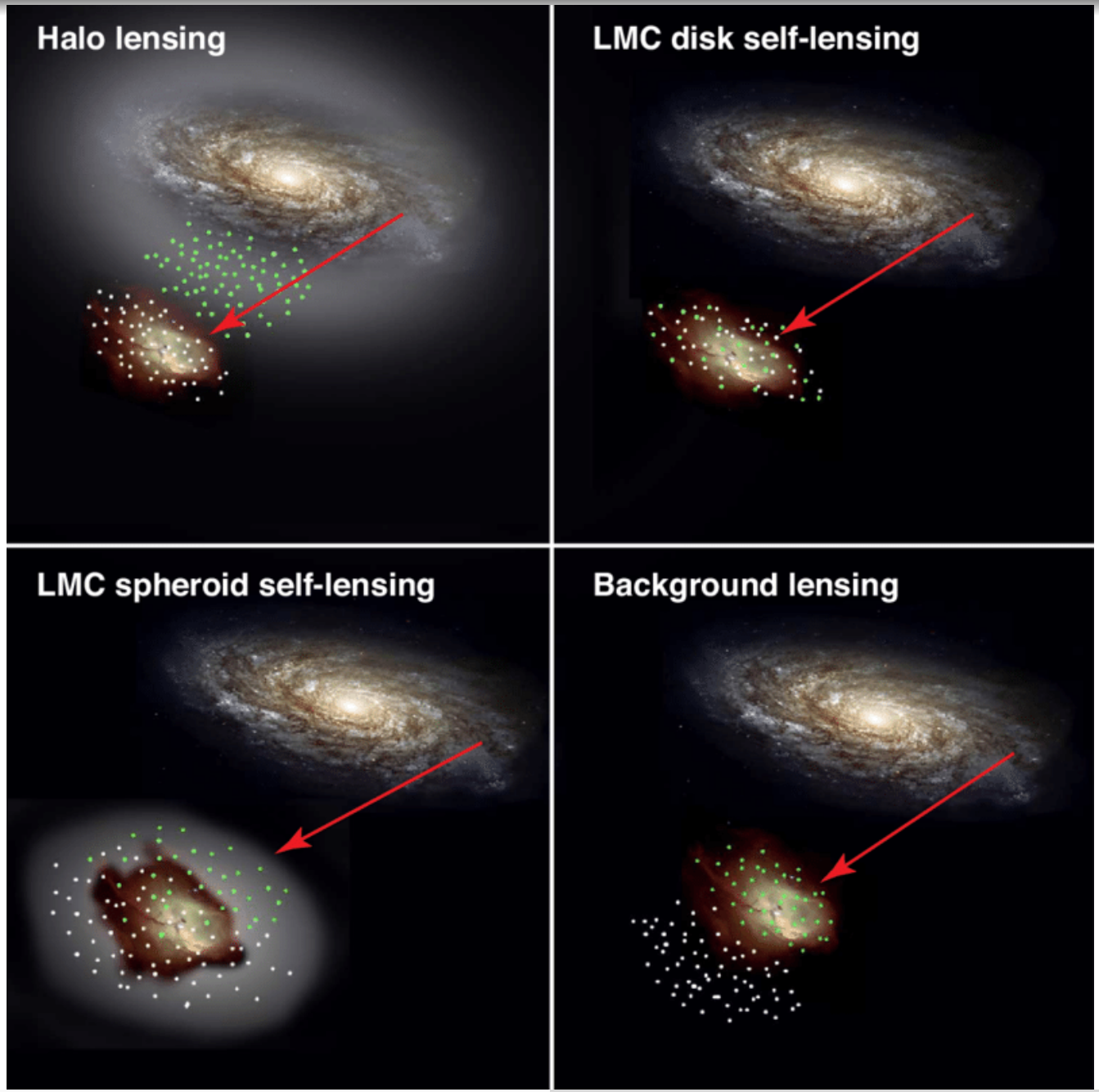


Ciemna materia – mikrosoczewkowanie grawitacyjne



OGLE-IV LMC

Ciemna materia – mikrosoczewkowanie grawitacyjne



Ciemna materia – mikrosoczewkowanie grawitacyjne

1 ☐ 2011MNRAS.416.2949W 2011/10 cited: 158

The OGLE view of microlensing towards the Magellanic Clouds - IV. OGLE-III SMC data and final conclusions on MACHOs

Wyrzykowski, L.; Skowron, J.; Kozłowski, S. *and 9 more*

2 ☐ 2009MNRAS.397.1228W 2009/08 cited: 84

The OGLE view of microlensing towards the Magellanic Clouds - I. A trickle of events in the OGLE-II LMC data

Wyrzykowski, Ł.; Kozłowski, S.; Skowron, J. *and 9 more*

3 ☐ 2011MNRAS.413..493W 2011/05 cited: 72

The OGLE view of microlensing towards the Magellanic Clouds - III. Ruling out subsolar MACHOs with the OGLE-III LMC data

Wyrzykowski, Ł.; Kozłowski, S.; Skowron, J. *and 8 more*

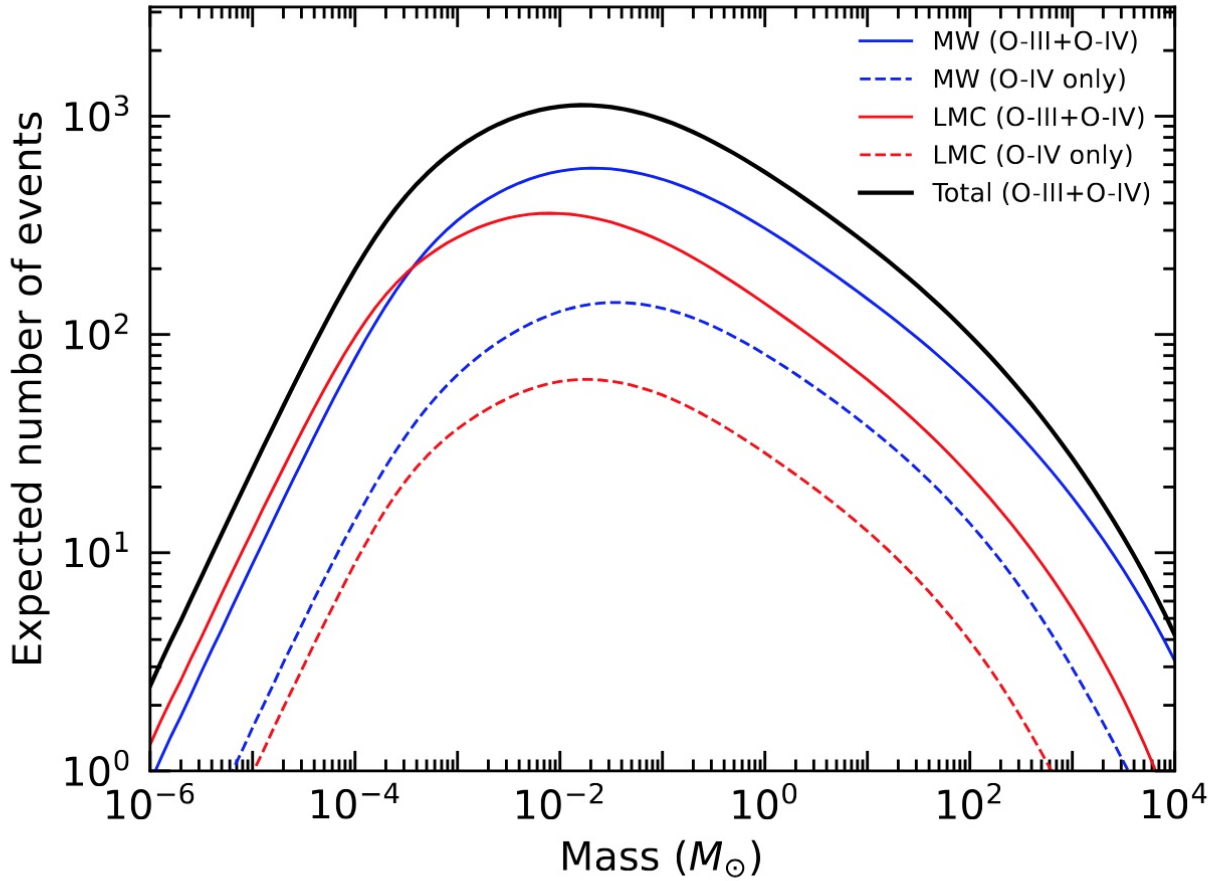
4 ☐ 2010MNRAS.407..189W 2010/09 cited: 28

The OGLE view of microlensing towards the Magellanic Clouds - II. OGLE-II Small Magellanic Cloud data

Wyrzykowski, Ł.; Kozłowski, S.; Skowron, J. *and 8 more*

Wyrzykowski et al.

Ciemna materia – mikrosoczewkowanie grawitacyjne



Extended Data Figure 2 Number of gravitational microlensing events expected to be detected by OGLE if entire dark matter were composed of compact objects of a given mass $N_{\rm exp}(f = 1, M)$. Thin solid lines correspond to fields observed during OGLE-III and OGLE-IV phases (from 2001 to 2020), dashed lines – fields observed during OGLE-IV only (from 2010 to 2020). Blue lines mark the contribution from the Milky Way dark matter halo, red lines – the LMC dark matter halo.

OGLE-IV LMC 20+ yrs, Mróz et al. (2024), Nature

Ciemna materia – mikrosoczewkowanie grawitacyjne

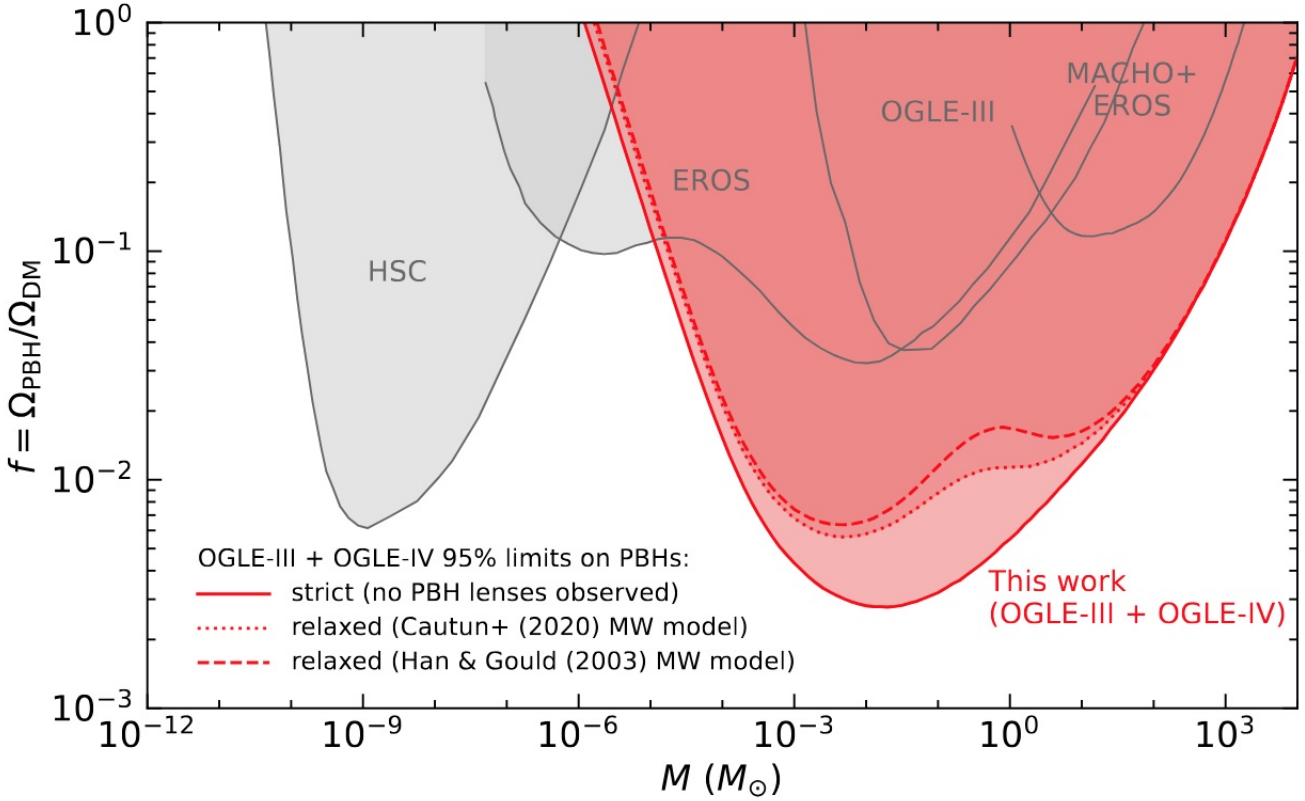


Fig. 1 95% upper limits on PBHs (and other compact objects) as constituents of dark matter. The solid red line marks the limits derived in this paper under the assumption that all gravitational microlensing events detected by OGLE in the direction of the LMC are due to objects in the LMC itself or the Milky Way disk. If this assumption is relaxed, the limits (dotted and dashed lines) depend on the choice of the Milky Way disk model ([23] or [24], respectively). The gray lines mark the limits determined by the following surveys: EROS [16], OGLE-III [17], Hyper Suprime-Cam (HSC) [25], and MACHO+EROS [18]. The new limits are publicly available online at https://www.astrouw.edu.pl/ogle/ogle4/LMC_OPTICAL_DEPTH/.

OGLE-IV LMC 20+ yrs, Mróz et al. (2024), Nature