

ЭВОЛЮЦИЯ ГАЛО ТЕМНОЙ МАТЕРИИ В ЧИСЛЕННЫХ МОДЕЛЯХ

С. В. Пилипенко¹, А. Г. Дорошкевич

Космологические численные модели хорошо воспроизводят многие свойства крупномасштабной структуры, но имеется ряд несоответствий между результатами моделирования и наблюдениями. Два самых важных: 1) “Проблема каспов” – во внутренних областях гало в моделировании плотность в центре стремится к бесконечности; 2) Проблема числа гало – гало малых масс в моделировании получается в 5–10 раз больше, чем наблюдается карликовых галактик. Работа посвящена исследованию этих проблем на богатом статистическом материале, что делается впервые. Проведён анализ обширного модельного каталога гало. Показано, что даже в крупной выборке модельных гало нет ни одного гало без “каспа”. Также в работе обсуждаются дальнейшие возможные пути разрешения данных проблем.

Ключевые слова: космология, темная материя.

В последние годы космология продемонстрировала значительный успех в определении средних параметров Вселенной. По результатам обработки данных об анизотропии реликтового излучения, полученных за 5 лет работы спутника WMAP, в комбинации с данными по сверхновым Ia, барионным акустическим осцилляциям в каталогах галактик с хорошей точностью определён состав Вселенной и скорость её расширения [1, 2]. Таким образом, в космологии разработана “стандартная модель” Вселенной, включающая в себя барионное вещество, холодную тёмную материю и тёмную энергию. Однако в некоторых вопросах космологии наблюдается гораздо меньше ясности. В частности не известно, при каких условиях образовались галактики и первые звёзды.

¹ Астрокосмический центр ФИАН им. П. Н. Лебедева, 117997, Москва, Профсоюзная, 84/32; e-mail: spilipenko@asc.rssi.ru

В стандартной космологической модели доля темной материи (ТМ) существенно больше, чем барионной, поэтому процессы образования гравитационно-связанных объектов определяются именно тёмной материей. Известно, что вокруг галактик существуют гало ТМ. Возможно, могут существовать гало ТМ, в которых звёзды не образовались, однако такие гало пока наблюдать не удаётся.

Одним из важных инструментов, применяемых в современной космологии, является численное моделирование распределения ТМ во Вселенной. В таких численных моделях задается начальное, близкое к однородному, распределение ТМ в достаточно большом объёме и затем это распределение эволюционирует под действием гравитации. Для задания начальных условий (спектра мощности начальных малых гауссовых возмущений плотности) достаточно знать средние параметры Вселенной, установленные сейчас с хорошей точностью. Численные модели успешно применялись для воспроизведения некоторых свойств крупномасштабной структуры (см., напр., обзор [3]).

Одной из задач численного моделирования в космологии является воспроизведение наблюдаемых свойств галактик. Однако для моделирования непосредственно образования галактик требуется учесть большое количество различных физических процессов (остывание, тепловая неустойчивость и т.д.). Кроме того, из-за большого количества звёзд в типичной галактике (порядка 10^{11}) моделирование галактик находится пока за пределами современных вычислительных возможностей.

Задачей данной работы является поиск соответствий и различий между свойствами наблюдаемых галактик и получаемых в моделировании гало. В литературе обсуждаются два основных несоответствия между наблюдениями близких галактик и численными моделями, построенными на основе “стандартной модели”.

1) “Проблема каспов”. Для описания распределения массы внутри гало Наварро, Френком и Уайтом (NFW) [4] в численных моделях, построенных на основе исследований реликтового излучения, эмпирически найдена следующая формула:

$$\rho = \frac{\rho_0}{x(1+x)^2}, \quad x = \frac{r}{r_0},$$

где ρ – плотность, r – расстояние от центра, ρ_0, r_0 – параметры. При оценке профиля плотности гало из наблюдений кривых вращения галактик оказывается, что формула NFW хорошо описывает данные для гало скоплений галактик (масса более 10^{13} масс Солнца). Однако для галактик эта формула не подходит, вместо неё Бюркертом [5] предложена формула

$$\rho = \frac{\rho_0}{(1+x)(1+x^2)}.$$

Как видно, разница заключается в том, что в галактиках имеется “ядро” – область с постоянной в пространстве плотностью, а в моделируемых гало (формула NFW) плотность в центре расходуется (“касп”).

2) Число моделируемых гало и наблюдаемых галактик в единице объёма не совпадают [4, 7, 8].

Надо отметить, что в работах, в которых по результатам моделирования получен вид профиля NFW, как правило для этих целей используется небольшой объём (для лучшего разрешения), и получается небольшая выборка гало (1–10 штук). Вместе с тем, профили отдельных гало показывают существенные отклонения от профиля NFW вследствие того, что начальные условия в разных областях Вселенной различаются. Учитывая то, что плотность числа гало в моделировании существенно больше числа галактик, можно предположить, что некоторая доля гало может иметь профиль наподобие Бюркертовского и именно в этих гало располагаются галактики, остальные же гало являются “тёмными”, не содержащими звёзд. Поэтому мы для исследования свойств гало воспользовались численной моделью, созданной в Астрофизическом Институте Потсдама. В этой модели получена статистически значимая выборка гало: около 1000 штук с достаточным для исследования профилем разрешения.

Проведенное нами статистическое исследование свойств профилей гало, полученных численно в рамках “стандартной модели”, показало, что, несмотря на существенный разброс логарифмического наклона профиля плотности в центре, ни одно из 1000 гало не имеет профиль, близкий к профилю Бюркертта, т.е. все профили имеют весьма крутой степенной наклон в центре.

Также нами подтверждены другие ранее известные свойства моделируемых гало: несоответствие с числом наблюдаемых галактик, вид зависимости массы гало от времени.

В литературе предлагается несколько объяснений несоответствия внутреннего строения моделируемых и наблюдаемых гало. Чтобы препятствовать образованию расходящегося профиля плотности, необходимо внести в центр гало дополнительную энтропию по сравнению с тем, как это получается в моделях. Известны две модели, в которых это можно сделать:

– “тёплая” ТМ, которая отличается от стандартной холодной ТМ малой массой частиц (100 эВ у тёплой ТМ против сотен ГэВ у холодной). Наличие температуры у ТМ препятствует сильному сжатию ТМ в центрах гало и приводит к образованию профиля наподобие Бюркертта [9].

– столкновительная ТМ, частицы которой взаимодействуют друг с другом с достаточно высоким сечением, перенося энтропию от внешних частей гало ко внутренним [10].

Оба этих объяснения имеют некоторые недостатки. Мы предлагаем ещё два объяснения. Первое – распадающаяся со временем ТМ. Если частицы холодной ТМ в некоторый момент времени распадаются на более лёгкие, они приобретают температуру. Эта модель близка к модели тёплой ТМ, однако лишена главных ее недостатков – малой массы частиц ТМ и искажения спектра возмущений плотности на малых масштабах.

Нами проведена оценка параметров модели распадной ТМ. Чтобы удовлетворить имеющимся наблюдениям, холодные частицы ТМ должны распасться спустя не менее чем примерно через 150 млн лет после Большого Взрыва, при этом распад должен происходить на частицы существенно неравной массы, так чтобы более тяжелые частицы получили скорости отдачи порядка нескольких км/с.

Вторая предложенная нами модификация стандартной модели – изменение начального спектра возмущений плотности на малых масштабах (меньше размеров галактик), ещё не исследованных по наблюдениям. Дополнительная амплитуда в спектре на малых масштабах приводит к увеличению энтропии в центре гало.

Полученные в данной работе результаты позволяют заключить, что проблема несоответствия внутреннего строения гало в численных моделях не может быть легко разрешена в рамках стандартной космологической модели. Предложенные нами две модификации модели по предварительным оценкам позволяют преодолеть имеющееся несоответствие. Для предсказания наблюдательных следствий данных модификаций мы планируем в дальнейшем провести численное моделирование с особыми начальными условиями, отвечающими предложенным нами модификациям.

ЛИТЕРАТУРА

- [1] J. Dunkley et al., astro-ph/0803.0586.
- [2] E. Komatsu et al., astro-ph/0803.0547.
- [3] V. Springel, C. S. Frenk, and S. D. M. White, *Nature* **440**, 1137 (2006).
- [4] J. F. Navarro, C. S. Frenk, and S. D. M. White, *MNRAS* **275**, 720 (1995).
- [5] A. Burkert, *ApJ* **447**, L25 (1995).
- [6] A. Tasitsiomi, A. V. Kravtsov, S. Gottloeber, and A. Klypin, *ApJ* **607**, 125 (2004).
- [7] G. Kauffmann, S. D. M. White, and B. Guideroni, *MNRAS* **264**, 201 (1993).
- [8] A. V. Kravtsov, O. Y. Gnedin, and A. A. Klypin, *ApJ* **609**, 482 (2004).
- [9] P. Bode, J. P. Ostriker, and N. Turok, *Astrophys. J.* **556**, 93 (2001).

[10] D. N. Spegel and P. J. Steinhardt, Phys. Rev. Let. **84**, 3760 (2000).

По материалам 3 Всероссийской молодежной школы-семинара “Инновационные аспекты фундаментальных исследований по актуальным проблемам физики”, Москва, ФИАН, октябрь 2009 г.

Поступила в редакцию 15 июля 2010 г.