

ԱՍՏՐՈՓԻԶԻԿԱ

ТОМ 54

АВГУСТ, 2011

ВЫПУСК 3

ГАЛАКТИКИ ЮЖНОГО ПОЛУШАРИЯ ИЗ ПЯТИ ОБЗОРОВ СВЕРХНОВЫХ. II. ЧАСТОТЫ СВЕРХНОВЫХ ЗВЕЗД

*А.А.Акопян, А.Р.Петросян, Г.А.Мамон, Б.МкЛин, Д.Кунт,
М.Туратто, Э.Каппелларо, Ф.Маннучи, Р.Дж.Ален,*

Н.Панажиа, М.Делла Валле 337

ОБЗОР $H\alpha$ -ЭМИССИИ У ТРИДЦАТИ БЛИЗКИХ КАРЛИКО- ВЫХ ГАЛАКТИК

С.С. Кайсин, И.Д.Караченцев, Е.И.Кайсина 353

О ПЕРЕМЕННОСТИ СПЕКТРА ГАЛАКТИКИ KAZ 701

М.А.Казарян, Г.В.Петросян 371

НОВЫЙ ТИП ВНЕГАЛАКТИЧЕСКИХ ОБЪЕКТОВ?

Дж.А.Степанян, В.Л.Афанасьев 379

ЗАВИСИМОСТЬ ОТ ОКРУЖЕНИЯ РАЗНЫХ ОСОБЕННОСТЕЙ ГАЛАКТИК ПРИ ФИКСИРОВАННОЙ СВЕТИМОСТИ

Хин-Фа Денг, Ионг Хин, Ченг-Хонг Луо, Пинг Ву 397

АНОМАЛЬНАЯ ВСПЫШЕЧНАЯ АКТИВНОСТЬ БЛАЗАРА 3C454.3 В 2005-2011гг.

*А.Е.Вольвач, А.М.Кутькин, Л.Н.Вольвач, М.Г.Ларионов,
А.Лахтеенмаки, М.Торникоски, Е.Ниеппола, П.Саволаинен,*

Дж.Тамми, М.Ф.Аллер, Х.Д.Аллер 405

РАДИОИЗЛУЧЕНИЕ ЗВЕЗД ПРОЕЦИРУЮЩИХСЯ НА СКОПЛЕНИЕ ГАЛАКТИК A3487

Н.М.Липовка, А.А.Липовка 415

(Продолжение на 4-й стр. обложки)

Խմբագրական կոլեգիա

Գլխավոր խմբագիր՝ Դ.Մ.Սեդրակյան (Հայաստան)
Գլխավոր խմբագրի տեղակալներ՝ Վ.Վ.Իվանով (Ռուսաստան), Է.Ե.Խաչիկյան (Հայաստան)
Պատասխանատու քարտուղար՝ Ա.Տ.Քալոդյան (Հայաստան)
Գ.Ս.Բինոկատի-Կոզան (Ռուսաստան), Ա.Ա.Բոյարչուկ (Ռուսաստան), Յու.Ն.Գնեդին (Ռուսաստան), Վ.Պ.Գրինին (Ռուսաստան-Ուկրաինա), Ե.Թերզյան (ԱՄՆ), Ի.Դ.Կարաչենցև (Ռուսաստան), Դ.Կունտ (Ֆրանսիա), Հ.Ա.Հարությունյան (Հայաստան), Ա.Գ.Նիկողոսյան (Հայաստան), Ա.Մ.Չերեպաշչուկ (Ռուսաստան), Է. Ս.Պարսամյան (Հայաստան);
Գ.Ն.Սալուկվաձե (Վրաստան):

Редакционная коллегия

Главный редактор: Д.М.Седракан (Армения)
Заместители главного редактора: В.В.Иванов (Россия), Э.Е.Хачикян (Армения)
Ответственный секретарь: А.Т.Каллоглян (Армения)

Г.А.Арутюнян (Армения), Г.С.Бисноватый-Коган (Россия), А.А.Боярчук (Россия),
Ю.Н.Гнедин (Россия), В.П.Гринин (Россия-Украина), И.Д.Караченцев (Россия),
Д.Кунт (Франция), А.Г.Никогосян (Армения), Э.С.Парсамян (Армения),
Г.Н.Салуквадзе (Грузия), Е.Терзян (США), А.М.Черепашук (Россия)

"АСТРОФИЗИКА" - научный журнал, издаваемый Национальной академией наук Республики Армения. Журнал печатает оригинальные статьи по физике звезд, физике туманностей и межзвездной среды, по звездной и внегалактической астрономии, а также статьи по областям науки, сопредельным с астрофизикой. Журнал предназначается для научных работников, аспирантов и студентов старших курсов.

"ԱՍՏՐՈՖԻԶԻԿԱ"-ն գիտական համդես է, որը հրատարակում է Հայաստանի Հանրապետության Գիտությունների Ազգային Ակադեմիան: Համդեսը տպագրում է ինքնատիպ հոդվածներ աստղերի ֆիզիկայի, միգամածությունների և միջաստղային միջավայրի ֆիզիկայի, աստղաբաշխության և արտագալակտիկական աստղագիտության, ինչպես նաև աստղաֆիզիկային սահմանակից բնագավառների գծով: Համդեսը նախատեսված է գիտական աշխատակիցների, ասպիրանտների և քառորդ կուրսերի ուսանողների համար:

Адрес редакции: Республика Армения, Ереван 19, пр. Маршала Баграмяна 24^Г
Редакция ж. "Астрофизика", тел. 56 81 38
e-mail: astrofiz@sci.am .

© Издательство "Гитутюн" НАН Республики Армения, Астрофизика, 2011

FIVE SUPERNOVA SURVEY GALAXIES IN THE SOUTHERN HEMISPHERE. II. THE SUPERNOVA RATES

A.A.HAKOBYAN^{1,2}, A.R.PETROSIAN¹, G.A.MAMON³, B.MCLEAN⁴,
D.KUNTH³, M.TURATTO³, E.CAPPELLARO⁶, F.MANNUCCI⁷,
R.J.ALLEN⁴, N.PANAGIA^{4,8,9}, M.DELLA VALLE^{10,11}

Received 1 April 2011

Based on the database compiled in the first article of this series, with 56 SN events discovered in 3838 galaxies of the southern hemisphere, we compute the rate of supernovae (SNe) of different types along the Hubble sequence normalized to the optical and near-infrared luminosities as well as to the stellar mass of the galaxies. We find that the rates of all SN types show a dependence on both morphology and colors of the galaxies, and therefore, on the star-formation activity. The rate of core-collapse (CC) SNe is confirmed to be closely related to the Star Formation Rate (SFR) and only indirectly to the total mass of the galaxies. The rate of SNe Ia can be explained by assuming that at least 15% of Ia events in spiral galaxies originates in relatively young stellar populations. We find that the rates show no modulation with nuclear activity or environment. The ratio of SN rates between types Ib/c and II shows no trend with spiral type.

Key words: *supernovae: galaxies: stellar content*

1. *Introduction.* The rates of SNe of different types have two major roles in modern astrophysics. They are crucial parameters in the modeling of galaxy formation and chemical enrichment (e.g., [1,2]). Also, SNe rates are important tools to investigate the nature of the progenitor stars (e.g., [3-5]). The measured rates of SNe at low and at high redshifts are mainly based on optical observations. The rates in the local universe ($z < 0.1$) have been computed using the Five SN Survey (FSS) [6] data [3,7] as well as data of still the ongoing Lick Observatory Supernova Search (LOSS) project [8,9]. In order to obtain a direct measurement of the rates of SNe in a given galaxy sample, one has to divide the number of discovered SNe to the period of surveillance. The latter can be estimated by computing the *control time* through the detailed analysis of the log of a given SN search [10] after taking into account the various selection effects (e.g., [6,9]). In all cases, the SN rate must be normalized to some scaling quantity of the galaxy, which most often is its luminosity as an estimate of the stellar mass, particularly in B band (e.g., [6,11,12]), and recently also in near- and far-infrared bands (e.g., [3,7,9,13]). Thus, the classical SN rate unit is defined as number of events per century per $10^{10} L_{\odot}$ in B (SNuB) or in the near-infrared (SNuIR) bands.

It is well known that the B band luminosity of galaxies, being the result of

combined emission from old and young stellar populations and absorption by dust, changes dramatically along the Hubble sequence and cannot be used as a tracer of stellar mass (e.g., [14]). In contrast, the near-infrared (NIR) luminosity, in particular the K luminosity, is a better proxy for the stellar mass [14]. One can obtain an even better proxy for stellar mass by combining K luminosity with galaxy color [14]. The availability of multi-wavelength data extending to the NIR fluxes make possible more accurate determination of stellar masses of the galaxies and control their dependence from the different stellar populations.

In the first article of this series [15], we presented and discussed the database [16] of 3838 galaxies that were monitored for SNe events. For this sample of galaxies, newly determined morphologies, angular sizes, inclinations and fluxes in optical U , B , R and NIR I , J , H , K bands as well as galaxy activity classes and information about their environment are available [16]. Using this database, we present here new estimates of the SN rates for different galaxy morphological types normalized to the different optical to NIR luminosities as well as to stellar mass of the galaxies. Our results, combined with multi-band photometry data, allow also to discuss the dependence of the rates of all SN types, i.e. Ia and core collapse (Ib/c and II, hereafter CC), on both the morphology and colors of the galaxies and, therefore, on the stellar populations and star formation activity.

Several authors have studied the possible connection between nuclear activity and/or starbursts in galaxies and the occurrence of SNe [17-21]. Roughly 18% of our 3838 galaxies are active or star-forming (A/SF) galaxies [15]. We can therefore use our sample to determine the rates of different types of SNe as a function of galaxy nuclear activity or bursting level of star-formation, to study possible links between nuclear activity and SN explosions.

An additional issue is whether gravitational interaction is a possible star-formation triggering mechanism. Evidences in this respect come from statistical studies (e.g., [22]) as well as from several observations (e.g., [23]), in general indicating that most of star-formation takes place in the central regions of the galaxies (e.g., [24]). The relation between interaction and star-formation was also studied using SNe as tracers of star-formation. With the exception of strongly interacting systems, the SN host galaxy environment appears to have no direct influence on SN production [21], hence on star-formation. We can use measures of the local environment to determine the rates of different types of SNe as a function of the environment (e.g., [24-26]).

The outline of this paper is as follows. In Section 2 we summarize the SN input catalog and the galaxy database. We briefly illustrate our adopted method to compute the SN rates in Section 3. Our results are presented in Section 4, and are discussed in Section 5. In this paper, we have assumed a value for the Hubble constant of $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$.

2. *The SN and galaxy database.* To properly determine the rates of various types of SNe normalized to the optical U , B , R and NIR I , J , H , K luminosities as well as to the stellar mass we have created the database of FSS galaxies identified in the field of DEep Near Infrared Survey (DENIS) [16] of the southern sky. For each galaxy, we determined its morphology, major diameter, axial ratio and position angle. All measurements were made using images extracted from the Space Telescope Science Institute (STScI) Digital Sky Survey (DSS) I (near-IR), F (red) and J (blue) band photographic plates obtained by the Palomar and UK Schmidt Telescopes (UKST). We also extracted J , H , K , magnitudes from the Two Micron All Sky Survey (2MASS) and I , J , K magnitudes from DENIS. In addition, to study SN rate dependence on the activity level of the galaxies, a subsample of A/SF galaxies was created. Moreover, to study the dependence of the SN rate on the local environment of their hosts, the apparent number of neighboring galaxies within a 50 kpc radius was determined. The sample parameters are discussed in detail in [15]. In total our sample has 3838 FSS galaxies monitored for SNe, among which 56 SNe were detected within 53 galaxies.

The full FSS [7] monitored roughly 9700 galaxies, in both hemispheres, and discovered roughly 250 SNe. Because of missing data for some SNe and their host galaxies, only 136 SNe were used for the rate calculations [6,7]. The same problem occurs also in our study. From 3838 galaxies, identified in common FSS and DENIS fields, not all have the necessary data available to allow for SNe rate calculation. Table 1 summarizes the number of galaxies with all set of necessary parameters in different photometric bands which were used for SNe rates calculations as well as presents number of discovered different type of SNe and their total number in each band. The non-integer numbers of SNe are due to the presence of a few SNe with incomplete or unknown classification which, as explained in [6], were divided into different classes. We assumed that all SNe with unknown classification in E or S0 galaxies belong to SN type Ia (e.g., [6,27]). This is justified by the absence of CC SNe among our E/S0s. On

Table 1

NUMBER OF SNe AND GALAXIES PER PHOTOMETRIC BAND

Band	N_{gal}	N_{Ia}	$N_{Ib/c}$	N_{II}	N_{AL}
U	1079	12.4	6.4	18.2	37
B	3723	22.1	7.7	24.2	54
R	3696	22.1	7.7	24.2	54
I	3700	22.2	7.8	22.0	52
J	3338	22.1	7.7	24.2	54
H	3098	21.1	7.7	24.2	53
K	3262	21.1	7.7	24.2	53

Note: The fractional numbers arise from uncertain SN types.

the other hand, SNe with unknown classifications in S0/a-Sd hosts have been redistributed among the three basic SN types according to the observed distribution of classified SNe in similar hosts (e.g., [6,7]).

3. SN rate measurement method. The SN rates computations were performed following the procedures and using all assumptions considered in [6], also used in [3,7], in fact using the same software as used in [6,7]. Normalizing SNe rates to luminosity in different bands is useful to sample different stellar populations and hence to obtain useful information for the progenitor scenarios. For example, some authors [28,29] normalized the rate of SN Ia to H and K luminosity: in these bands, the role of old stars in all galaxy types is dominant. They found a sharp increase of the production of type Ia SNe toward late morphological types. It is important to note that, in those computations, the normalization of the SN rate was carried out using average colors for a given class of the parent galaxies, because at that time direct and individual NIR measurements were not available for most galaxies. The multi-band photometric data of [15] can be used to determine the stellar population of the galaxies in a similar fashion as [28,29], but more accurately, as we use more photometric bands.

In the past, the luminosity in the B band has been mostly used as a proxy for the stellar mass of galaxies. The recent availability of NIR data, has allowed a more accurate stellar mass determinations. Using galaxy evolutionary synthesis models, Bell & de Jong [14] computed various linear relations $\log(M/L_\lambda) = a_\lambda + b_\lambda C_\lambda$ relating the stellar mass to light ratio (M/L) to the color C . The color dependence is smallest when an infrared band is used to define the color. These models can be used to compute the M/L ratio, hence stellar mass, along the whole Hubble sequence, from ellipticals to irregulars. From the coefficients provided in Table 1 of [14], the relation between the stellar mass, K -band luminosity (L_K) and the color ($B-K$) is

$$\log(M/L_K) = 0.212(B-K) - 0.959. \quad (1)$$

Equation (1), which was also adopted in [3,8,9], was exploited to compute the stellar mass of each galaxy of our sample.

In this study we did not made a special effort for checking our stellar mass determinations. We believe that the consistency check performed in [3] by comparing, for the total sample of FSS galaxies, the mass estimate using equation (1) with mass determinations using other different methods [30-32] is applicable also to our results.

4. Results. The SN rates computed in units of optical U , B , R and NIR I , J , H , K luminosities are shown in Table 2. The rates in this table are expressed in number of SNe per century per 10^{10} U , B , R , I , J , H and K bands solar luminosities (SNU $_U$, SNU $_B$, SNU $_K$ etc.). Galaxy luminosities were

derived from absolute magnitudes, assuming that the absolute magnitude of the Sun 5.61, 5.48, 4.42, 4.08, 3.64, 3.32, 3.28 [33] in our 7 bands, respectively.

Columns 1 and 2 respectively give the photometric band and morphology bin. Col. 3 is the number of the galaxies in each photometric band and morphological bin. Cols. 4, 5, 6 and 7 present the numbers of different type of SNe in the same intervals. Cols. 8, 9, 10 and 11 give the SN rates

Table 2

THE SN RATES NORMALIZED TO THE *U*, *B*, *R*, *I*, *J*, *H*
AND *K* LUMINOSITIES

Band	Type	N_{gal}	N_{Ia}	$N_{Ib/c}$	N_{II}	N_{All}	Rate [SNuBand]			
							Ia	Ib/c	II	All
<i>U</i>	E-S0	313	6.0	0.0	0.0	6.0	0.33±0.15	<0.08	<0.13	0.33±0.15
	S0/a-Sb	364	4.0	2.0	7.0	13.0	0.23±0.13	0.19±0.14	1.04±0.43	1.46±0.46
	Sbc-Sd	336	2.4	4.4	11.2	18.0	0.13±0.10	0.43±0.21	1.69±0.61	2.25±0.64
	Sm-Irr	66	0.0	0.0	0.0	0.0	<1.41	<2.06	<3.18	0.00
	All	1079	12.4	6.4	18.2	37.0	0.23±0.10	0.19±0.09	0.84±0.32	1.16±0.31
<i>B</i>	E-S0	930	8.0	0.0	0.0	8.0	0.21±0.08	< 0.04	< 0.07	0.21±0.08
	S0/a-Sb	1286	8.6	3.4	11.0	23.0	0.29±0.11	0.23±0.13	1.06±0.35	1.58±0.37
	Sbc-Sd	1300	5.5	4.3	13.2	23.0	0.24±0.12	0.40±0.20	1.78±0.59	2.42±0.60
	Sm-Irr	207	0.0	0.0	0.0	0.0	<0.85	<1.39	<2.00	0.00
	All	3723	22.1	7.7	24.2	54.0	0.24±0.08	0.16±0.07	0.73±0.24	1.13±0.25
<i>R</i>	E-S0	917	8.0	0.0	0.0	8.0	0.19±0.07	<0.04	<0.06	0.19±0.07
	S0/a-Sb	1280	8.6	3.4	11.0	23.0	0.29±0.11	0.24±0.14	1.05±0.35	1.57±0.37
	Sbc-Sd	1296	5.5	4.3	13.2	23.0	0.29±0.15	0.47±0.24	2.10±0.69	2.87±0.72
	Sm-Irr	203	0.0	0.0	0.0	0.0	<1.17	<1.95	<2.75	0.00
	All	3696	22.1	7.7	24.2	54.0	0.24±0.08	0.16±0.07	0.70±0.23	1.10±0.24
<i>I</i>	E-S0	924	8.0	0.0	0.0	8.0	0.15±0.06	<0.03	<0.05	0.15±0.06
	S0/a-Sb	1278	8.6	3.4	11.0	23.0	0.21±0.08	0.18±0.10	0.80±0.27	1.20±0.28
	Sbc-Sd	1293	5.6	4.4	11.0	21.0	0.28±0.14	0.55±0.27	1.85±0.67	2.68±0.70
	Sm-Irr	205	0.0	0.0	0.0	0.0	<1.40	<2.42	<3.41	0.00
	All	3700	22.2	7.8	22.0	52.0	0.19±0.06	0.14±0.06	0.54±0.18	0.87±0.19
<i>J</i>	E-S0	885	8.0	0.0	0.0	8.0	0.09±0.04	< 0.02	< 0.03	0.09±0.04
	S0/a-Sb	1225	8.6	3.4	11.0	23.0	0.15±0.06	0.13±0.07	0.57±0.19	0.85±0.20
	Sbc-Sd	1140	5.5	4.3	13.2	23.0	0.22±0.11	0.46±0.23	1.76±0.58	2.44±0.61
	Sm-Irr	88	0.0	0.0	0.0	0.0	<1.87	<3.81	<4.90	0.00
	All	3338	22.1	7.7	24.2	54.0	0.13±0.04	0.09±0.04	0.40±0.13	0.62±0.14
<i>H</i>	E-S0	844	8.0	0.0	0.0	8.0	0.07±0.03	<0.02	<0.02	0.07±0.03
	S0/a-Sb	1185	8.6	3.4	11.0	23.0	0.12±0.05	0.12±0.07	0.48±0.16	0.71±0.17
	Sbc-Sd	1017	4.5	4.3	13.2	22.0	0.14±0.08	0.37±0.19	1.35±0.45	1.85±0.47
	Sm-Irr	52	0.0	0.0	0.0	0.0	<1.76	<3.96	<5.31	0.00
	All	3098	21.1	7.7	24.2	53.0	0.10±0.03	0.08±0.03	0.31±0.10	0.48±0.11
<i>K</i>	E-S0	885	8.0	0.0	0.0	8.0	0.05±0.02	< 0.01	< 0.02	0.05±0.02
	S0/a-Sb	1226	8.6	3.4	11.0	23.0	0.08±0.03	0.07±0.04	0.32±0.11	0.47±0.11
	Sbc-Sd	1092	4.5	4.3	13.2	22.0	0.10±0.06	0.24±0.12	0.92±0.30	1.25±0.32
	Sm-Irr	59	0.0	0.0	0.0	0.0	<1.24	<3.06	<3.73	0.00
	All	3262	21.1	7.7	24.2	53.0	0.07±0.02	0.05±0.02	0.22±0.07	0.34±0.07

normalized to the appropriate band luminosities. The rate errors combine the Poisson errors, often dominant, and uncertainties on the input parameters and bias corrections as explained in [6,7]. Upper limits were computed by assuming one SN in corresponding bins.

In Table 3, the results of SN rates computations in unit of stellar mass are presented. They are expressed in number of SNe per century and per $10^{10} M_{\odot}$ stellar mass (SNum).

For the rates (SNUB, SNUK and SNUM) as a function of galaxy Hubble type (particularly for the E-S0, S0/a-Sb and Sbc-Sd classes) and $B-K$ color, the results in [3,7,9] are generally in good agreement within the uncertainties. However, our rates are estimated for average galaxy sizes similar to [3,7] and we do not consider a Rate-Size Slope (RSS) as in [9]. We therefore mainly compare and discuss our rates results with those published in [3,7].

Table 3

THE SN RATES NORMALIZED TO THE STELLAR MASS

Type	N_{gal}	N_{Ia}	$N_{Ib/c}$	N_{II}	N_{All}	Rate [SNum]			
						Ia	Ib/c	II	All
E-S0	885	8.0	0.0	0.0	8.0	0.06 ± 0.02	<0.02	<0.02	0.06 ± 0.02
S0/a-Sb	1226	8.6	3.4	11.0	23.0	0.11 ± 0.04	0.10 ± 0.06	0.42 ± 0.14	0.62 ± 0.15
Sbc-Sd	1092	4.5	4.3	13.2	22.0	0.17 ± 0.10	0.50 ± 0.25	1.85 ± 0.61	2.52 ± 0.64
Sm-Irr	59	0.0	0.0	0.0	0.0	<2.57	<7.97	<8.88	0.00
All	3262	21.1	7.7	24.2	53.0	0.09 ± 0.03	0.07 ± 0.03	0.30 ± 0.10	0.46 ± 0.10

A significant (in average about 2.5 times) increase of the rates of SNe II and II+Ib/c (CC) from early (S0/a-Sb) to late-type (Sbc-Sd) spiral galaxies is obvious in all photometric bands (Table 2). This trend is stronger (about 4.7 times) when SNe rates are calibrated to the stellar masses (Table 3). Our data show that the K -normalized rate of CC SNe increases about 3.2 times from early to late-type spiral galaxies. This agrees well with the factor 3.6 increase of [3]. A similar trend of greater rates for later spiral types is also present for SNe Ib/c, but it is not statistically significant.

It is common understanding that all types of CC SNe (Ib, Ic, IIP, IIL, etc.) explode by the same mechanism. However, the observed optical spectra and light curves of CC SNe depend not only on the mechanism of explosion, but also on the parameters of the progenitor star, particularly the mass of its H-rich envelope and its mass loss rate (e.g., [34]). The latter is mainly a function of the stellar mass and metallicity. It is then expected that the relative numbers of the various CC SNe, particularly Ib/c to II types should depend on the metallicity of the host galaxy (e.g., [35,36]). Thanks to the well-known dependencies of metallicity on stellar mass and SFR [37,38], the ratio of SNe

Ib/c to II rates should also depend on galaxy luminosity, hence its morphology [36]. Following this reasoning we compared the ratios of the rates of SNe types Ib/c to II. We find that, in all colors, as well as in units of stellar mass, the rate of SNe Ib/c is on average a factor of ~ 4 lower than that of type II.

Because of their fundamental role in cosmology, the interest in the nature of SNe Ia and their progenitors (e.g., [39,40]) has dramatically increased. Tables 2 and 3 suggest that the rates of SNe Ia increase from E-S0 galaxies to Sbc-Sd spirals in all photometric bands (except U , Table 2), as well as for the case of calibration to the stellar mass (Table 3), as also previously found in B [7] and K [3], or for calibration to stellar mass [3]. However, none of these trends are statistically significant. The existence of a local maximum of the SNe Ia rate for early spirals in the B -band was also noted by [7]. Relatively smaller statistics of SN Ia in U may be responsible for the lower rate at this shorter wavelength.

It is well known that galaxy colors become bluer moving from early to late-types and that this corresponds to a sequence in the specific SFR (SFR/stellar mass), which is about zero in ellipticals and maximum in late spirals. However, this is not a one-to-one relation, as the dust content, and the star formation history introduce large spreads even for a given Hubble type. Nevertheless, galaxy broad-band colors can be used as proxies for Specific Star Formation Rates (SSFRs). We have therefore computed the SN rates in units of stellar mass after binning the galaxies according to their $U-B$, $B-R$, $R-I$, $I-J$, $J-H$, $H-K$ and $B-K$ colors. To increase the number of objects in each color bin we add up Ib/c and II as CC SNe. The results are plotted in Fig.1.

It is evident that the rates of CC SNe in the three colors ($U-B$, $B-R$ and $B-K$) that are sensitive SSFR indicators show a tendency to be higher in the bluer galaxies. A similar conclusion was obtained using $U-B$ and $U-V$ [7] and $B-K$ colors [3,9]. Instead in $R-I$, $I-J$, $J-H$ and $H-K$, which are less sensitive to SSFR, the rates of CC SNe within the uncertainties remain constant. Within the uncertainties, the SN Ia rate is independent on the host galaxy $R-I$, $I-J$, $J-H$ and $H-K$ colors (see also [7]). In $B-K$, the rate of SN Ia changes strongly with color, although not as quickly as for the CC SNe, again being higher in bluer galaxies. However, the increase in the rate of SNe Ia from red to blue galaxies is only significant for the reddest ones. In $U-B$ and $B-R$, this trend also exists, but is not as strong. This result is in good agreement with the conclusion of [3].

SNe have occasionally been used as tracers of star-formation in galaxies with aim to investigate to what extent nuclear starbursts or other nuclear activity may stimulate the star formation activity in the host galaxy [21,41]. We address this question following the approach of [21,41] to specifically study the rates of SNe as a function of whether the host galaxy is classified as normal or

whether it shows signs of activity such as a starburst or active nucleus. We computed the SN rates in units of stellar mass after binning the galaxies according to their activity level as explained in [15].

Table 4 shows our computed SN rates in units of stellar mass for normal as well as for A/SF galaxies. Comparing the rates of various types of SNe in

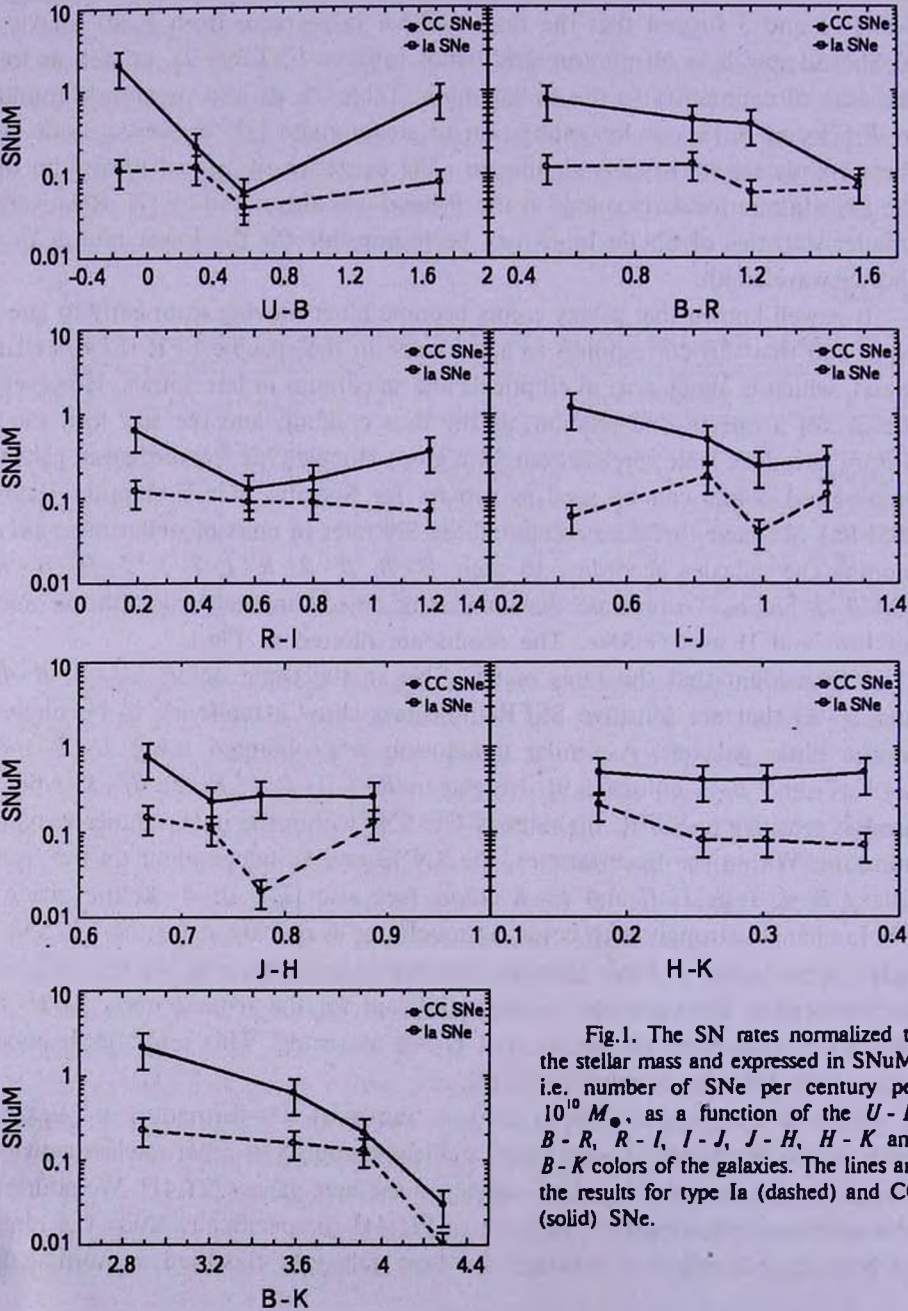


Fig.1. The SN rates normalized to the stellar mass and expressed in SNU_M, i.e. number of SNe per century per 10¹⁰ M_⊙, as a function of the U - B, B - R, R - I, I - J, J - H, H - K and B - K colors of the galaxies. The lines are the results for type Ia (dashed) and CC (solid) SNe.

normal and in A/SF galaxies, it is clear that in normal late-type spirals, in comparison with A/SF late spirals, the rate of II type SNe is significantly (about 4.5 times) higher. Lack of statistics prevents us from reaching a similar conclusion for types Ib/c and Ia SNe.

Table 4

THE SN RATES NORMALIZED TO THE STELLAR MASS IN
NORMAL AND A/SF GALAXIES

Subsample	Type	N_{gal}	N_{Ia}	$N_{Ib/c}$	N_{II}	N_{AL}	Rate [SNum]			
							Ia	Ib/c	II	All
normal	E-S0	748	4.0	0.0	0.0	4.0	0.05±0.03	<0.02	<0.03	0.05±0.03
	S0/a-Sb	1002	6.8	1.2	5.0	13.0	0.15±0.07	0.08±0.07	0.45±0.22	0.68±0.21
	Sbc-Sd	901	3.6	1.2	11.2	16.0	0.20±0.13	0.22±0.21	3.05±1.09	3.48±1.04
	Sm-Irr	45	0.0	0.0	0.0	0.0	<3.25	<9.49	<11.08	0.00
	All	2696	14.4	2.4	16.2	33.0	0.10±0.04	0.04±0.03	0.39±0.16	0.53±0.15
A/SF	E-S0	137	4.0	0.0	0.0	4.0	0.09±0.05	<0.04	<0.07	0.09±0.05
	S0/a-Sb	224	2.0	2.0	6.0	10.0	0.06±0.05	0.11±0.08	0.46±0.21	0.63±0.23
	Sbc-Sd	191	1.0	3.0	2.0	6.0	0.13±0.13	0.87±0.52	0.68±0.58	1.67±0.82
	Sm-Irr	14	0.0	0.0	0.0	0.0	<12.12	<50.00	<44.77	0.00
	All	566	7.0	5.0	8.0	20.0	0.08±0.05	0.11±0.06	0.24±0.14	0.43±0.15

We studied the dependence of SN rates on the density of the local environment. For each galaxy in our sample with redshift greater than 0.005, we have obtained counts within a circle of 50 kpc projected radius of neighboring galaxies with angular diameters within a factor 2 of the test galaxy [16]. We then subdivided our FSS galaxy sample into two subsamples: isolated galaxies,

Table 5

THE SN RATES NORMALIZED TO THE STELLAR MASS IN
GALAXIES WITHOUT ANY NEIGHBORING OBJECT IN A CIRCLE
OF 50 kpc RADIUS ($n=0$), AND IN GALAXIES WITH ONE OR
MORE NEIGHBORING OBJECT IN SAME RADIUS ($n>0$)

Subsample	Type	N_{gal}	N_{Ia}	$N_{Ib/c}$	N_{II}	N_{AL}	Rate [SNum]			
							Ia	Ib/c	II	All
$n=0$	E-S0	496	5.0	0.0	0.0	5.0	0.07±0.03	<0.03	<0.04	0.07±0.03
	S0/a-Sb	808	5.0	2.0	7.0	14.0	0.09±0.05	0.08±0.06	0.36±0.15	0.52±0.16
	Sbc-Sd	837	3.4	4.4	10.2	18.0	0.16±0.11	0.59±0.29	1.70±0.64	2.45±0.69
	Sm-Irr	41	0.0	0.0	0.0	0.0	<5.40	<13.72	<15.81	0.00
	All	2182	13.4	6.4	17.2	37.0	0.09±0.04	0.09±0.04	0.33±0.13	0.51±0.13
$n>0$	E-S0	389	3.0	0.0	0.0	3.0	0.05±0.03	<0.04	<0.05	0.05±0.03
	S0/a-Sb	418	3.8	1.2	4.0	9.0	0.16±0.09	0.14±0.13	0.61±0.34	0.92±0.35
	Sbc-Sd	255	1.0	0.0	3.0	4.0	0.23±0.23	<0.82	2.85±1.98	3.08±1.84
	Sm-Irr	18	0.0	0.0	0.0	0.0	<4.89	<19.05	<20.26	0.00
	All	1080	7.8	1.2	7.0	16.0	0.09±0.05	0.03±0.02	0.26±0.16	0.39±0.16

with no neighboring galaxy in a circle of 50 kpc projected radius ($n=0$), and galaxies with at least one neighbor in the circle of the same projected radius ($n>0$). In Table 5 we present the SNe rates in units of stellar mass for both subsamples. Comparing the rates of various types of SNe in galaxies with and without neighbor(s) we conclude that for all three types of SNe there are not significant differences between SNe rates.

5. Discussion and conclusions. Using the database presented in the first article of this series [16], we compute the rates of SNe of different types grouping galaxies in four: E-S0, S0/a-Sb, Sbc-Sd and Sm-Irr classes, and normalizing rates to the optical U , B , R and near-infrared I , J , H , K luminosities as well as to the stellar mass of the galaxies. We compute also the rate of SNe for the samples of the galaxies with different level of nuclear activity and with different properties of their local environment. Close inspection of the results reveals the following:

1) The rate of type II SNe per unit of mass increases significantly (factor 4.4) from early to late-type spirals, in agreement with the understanding that rates of CC SNe are closely related to the SFR and only indirectly to the total stellar mass of the galaxies. A similar (factor 5) increase in the SNe Ib/c rates per unit mass from early to late type spirals is present, but not statistically significant. A similar tendency for the rate of CC SNe is visible in all photometric bands (see Table 2).

2) The rate of type Ia SNe per unit mass increases by a factor of about 2.8 from E-S0 to Sbc-Sd galaxies, but is not statistically significant. A similar trend can be seen when the galaxies are binned according to their $U-B$, $B-R$ and $B-K$ colors. In $B-K$, the ratio between SN Ia rates in galaxies bluer than $B-K=2.8$ and redder than $B-K=4.2$ is larger than 20, which is comparable with the values of ~ 30 times of [3] and ~ 15 times of [9]. The existence of such differences in type Ia SNe rates between late spirals and ellipticals implies that the frequency of progenitors exploding as a type Ia SN per unit time changes considerably with ages of parent population of the galaxies.

3) The key parameter relating SN Ia to the parent stellar population is the delay time distribution (DTD), i.e. the distribution of the time interval between the formation of the progenitor system and its explosion as a SN. Most binary star evolution models predict that these systems explode when progenitors ages is between few 10^7 to 10^{10} years (e.g., [42]). Observational data support the predicted ages (e.g., [3,43,44]). Recent studies have suggested a possible bi-modality of the DTD (e.g., [45]). Two formulations of the DTD bimodality were proposed. According to the first, so-called "weak" bimodality [46,47], 10% (5.5% in [47]) of the SNe Ia must explode on short timescales ($\sim 10^8$ yrs) to follow the SFR, while the bulk of SNe Ia explodes on much longer timescales. According to the second, so called "strong" bimodality

[45,48,49], a "prompt"-young component, comprising 20-60% of all the SNe Ia, explodes within 10^3 yrs, while the "tardy" - old SNe explode on much longer timescale, up to Hubble time. In [3], a simple toy model was introduced in which the rate of type Ia SN is reproduced adding a constant contribution from "old" progenitors, independent on color and fixed at the value measured in the ellipticals, plus a contribution proportional to the rate of CC SNe. The best fitting agreement between observed $\text{SNuM} = f(B-K)$ and the toy model curves is obtained for the "young" progenitors fraction value of $(35 \pm 8)\%$ [3]. A similar analysis [9] produces a smaller (but statistically consistent) "young" progenitors fraction of $(22 \pm 7)\%$. We have performed the same estimation using a slightly different approach. We assume that the SN Ia "old" progenitors belong to the bulge population of the galaxies and, we fix the rate of SN Ia in bulges to that in galaxies with red $B-K$ colors (0.01 SNuM). We also assume that the "young" progenitors of SN Ia belong to the disk population of the galaxies. Taking the recent determination [50] of bulge to total mass ratios (B/T) for different types of galaxies, we estimated for the SN Ia "young" progenitors fraction a value of $(15 \pm 7)\%$ for early-type spirals, and $(20 \pm 8)\%$ for late-type spirals. This result is in agreement, within the errors, with the "prompt" fraction of SNe Ia previously reported. Fig.2. shows mass-weighted SN rate versus color and the toy model for SNe Ia.

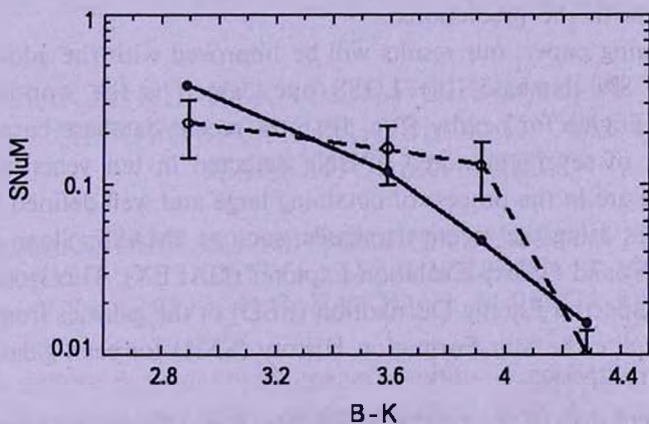


Fig.2. Mass-weighted SN rate versus color for SNe Ia. Dashed: data, solid: model.

4) We computed the SN rates in units of stellar mass after binning the galaxies according to their activity level (Table 4). Comparing the rates of various types of SNe in normal and in A/SF galaxies we conclude that in general there is no significant difference between the rate of all SNe in normal (0.53 ± 0.15) and in A/SF (0.43 ± 0.15) galaxies. This conclusion holds also for CC SNe alone: there is no significant difference between CC SNe rates in normal (0.43 ± 0.15) and in A/SF (0.35 ± 0.14) galaxies. There is no

significant difference between the rate of type Ia SNe in normal (0.10 ± 0.04) and in A/SF (0.08 ± 0.05) galaxies. SN Ia to CC SN rates ratios for normal and A/SF galaxies are the same and equal to ~ 0.23 .

5) Using SNe as tracers of star-formation, we addressed also the problem of the relation between galaxies interaction and star-formation. For this, in Table 5, we presented SNe rates, in units of stellar mass, for galaxies without ($n=0$), and with at least one neighboring object ($n>0$). Comparing the rates of various types of SNe in galaxies without and with neighbor(s) we found that there is no significant difference between the rate of all SNe in galaxies with $n=0$ (0.51 ± 0.13) and with $n>0$ (0.39 ± 0.16) neighbors. This conclusion is confirmed separately for Ia and II types of SNe. Instead Ib/c type SNe appear about 3 times more frequent in isolate ($n=0$) galaxies in comparison for galaxies with neighbors ($n>0$). This result reflects on the CC SNe rates. CC SNe in isolated galaxies are about 1.5 times more frequent than in galaxies with neighbors, and SNe Ib/c to SNe II rates ratio is more than 2 times higher in $n=0$ (~ 0.27) than in $n>0$ galaxies (~ 0.12). Again, we stress that this result is uncertain due to small statistics, but it is intriguing that galaxies with $n>0$ usually are located in clusters where old stellar population members are expected to be dominant. The finding that Ia to CC SNe rates ratio in $n>0$ galaxies (~ 0.31) is about 1.5 times higher than in $n=0$ galaxies (~ 0.21) seems consistent with the predictions.

In a forthcoming paper, our results will be improved with the addition of the best current SN database, the LOSS one, which is the world's most successful search engine for nearby SNe. Its most recent database based on a homogeneous set of several hundred of SNe detected in ten years of CCD searches. Also, we are in the process of obtaining large and well defined sample of targeted galaxies using the recent databases, such as 2MASS, Sloan Digital Sky Survey (SDSS) and Galaxy Evolution Explorer (GALEX). This would lead to obtain the full Spectral Energy Distribution (SED) of the galaxies from near-UV to NIR, compute the Star Formation History (SFH) for each galaxy, and compute the DTD of SNe.

With the current data of the estimated SN rate, it is difficult to discriminate between different DTDs and then between different SN Ia progenitor models. To continue the study of SNe Ia rates in different stellar populations, observations at sub-millimeter and radio would be very useful. Measurements of the SN Ia rate in star forming and in passively evolving galaxies over a wide range of redshifts can provide more significant evidence about SN Ia progenitors and more detailed analysis of the role of SNe Ia in the metal enrichment.

Acknowledgements. A.A.H. and A.R.P. acknowledges the hospitality of the Institut d'Astrophysique de Paris (Paris, France) during their stay as visiting scientists supported by the Collaborative Bilateral Research Project of the State

Committee of Science (SCS) of the Republic of Armenia and the French Centre National de la Recherche Scientifique (CNRS). A.R.P. acknowledges also the hospitality of the Space Telescope Science Institute (Baltimore, USA) during his stay as visiting scientist supported by the Director's Discretionary Research Fund. This work was made possible in part by a research grant from the Armenian National Science and Education Fund (ANSEF) based in New York, USA.

¹ Byurakan Astrophysical Observatory, Armenia, e-mail: hakobyan@bao.sci.am

² Yerevan State University, Armenia

³ Institut d'Astrophysique de Paris, France

⁴ Space Telescope Science Institute, USA

⁵ INAF - Osservatorio Astronomico di Trieste, Italy

⁶ INAF - Osservatorio Astronomico di Padova, Italy

⁷ INAF - Osservatorio Astrofisico di Arcetri, Italy

⁸ INAF - Osservatorio Astrofisico di Catania, Italy

⁹ Supernova Ltd., OYV #131, Northsound Road, Virgin Gorda, British Virgin Islands

¹⁰ INAF - Osservatorio Astronomico di Capodimonte, Italy

¹¹ International Center for Relativistic Astrophysics, Italy

ГАЛАКТИКИ ЮЖНОГО ПОЛУШАРИЯ ИЗ ПЯТИ ОБЗОРОВ СВЕРХНОВЫХ. II. ЧАСТОТЫ СВЕРХНОВЫХ ЗВЕЗД

А.А.АКОПЯН^{1,2}, А.Р.ПЕТРОСЯН¹, Г.А.МАМОН³, Б.МКЛИН⁴,
Д.КУНТ³, М.ТУРАТТО⁵, Э.КАППЕЛЛАРО⁶, Ф.МАННУЧИ⁷,
Р.ДЖ.АЛЛЕН⁴, Н.ПАНАЖИА^{4,8,9}, М.ДЕЛЛА ВАЛЛЕ^{10,11}

На основе базы данных, представленной в первой статье этой серии, с 56 сверхновыми (СН), обнаруженных в 3838 галактиках южного полушария, мы вычислили частоты СН разных типов вдоль хаббловской последовательности, нормированные на светимости в оптическом и ближнем ИК-диапазонах, а также на звездные массы галактик. Мы показали, что частоты СН всех типов зависят от морфологии и цвета галактик, следовательно, от активности звездообразования. Подтверждено, что частоты СН с коллапсом ядра тесно связаны с темпом звездообразования и только косвенно с общей массой галактик. Частоты СН типа Ia можно объяснить, если предположить, что по крайней мере 15% СН Ia в спиральных галактиках происходят от относительно молодого звездного населения.

Нет никакого существенного различия между частотами СН в нормальных и активных галактиках, а также в изолированных галактиках и в галактиках с одним и более соседями. Соотношение частот СН типа Ib/c и II не зависит от спирального типа галактик.

Ключевые слова: *сверхновые: галактики: звездная составляющая*

REFERENCES

1. *F.Matteucci, N.Panagia, A.Pipino et al.*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., **372**, 265, 2006.
2. *M.Mori, M.Umemura, A.Ferrara*, Astrophys. J. Lett., **613**, L97, 2004.
3. *F.Mannucci, M.Della Valle, N.Panagia et al.*, Astron. Astrophys., **433**, 807, 2005.
4. *P.Madau, M.Della Valle, N.Panagia*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., **297**, 17, 1998.
5. *M.T.Botticella, M.Riello, E.Cappellaro et al.*, Astron. Astrophys., **479**, 49, 2008.
6. *E.Cappellaro, M.Turatto, D.Yu.Tsvetkov et al.*, Astron. Astrophys., **322**, 431, 1997.
7. *E.Cappellaro, R.Evans, M.Turatto*, Astron. Astrophys., **351**, 459, 1999.
8. *J.Leaman, W.Li, R.Chornock, A.V.Filippenko*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., **412**, 1419, 2011.
9. *W.Li, R.Chornock, J.Leaman et al.*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., **412**, 1473, 2011.
10. *F.Zwicky*, Astrophys. J., **96**, 28, 1942.
11. *S. van den Bergh, G.A.Tammann*, Annu. Rev. Astron. Astrophys., **29**, 363, 1991.
12. *G.A.Tammann*, in "Supernovae and Supernova Remnants", Proceedings of the International Conference on Supernovae, Astrophysics and Space Science Library, Vol., **45**, 155, 1974.
13. *F.Mannucci, R.Maiolino, G.Cresci et al.*, Astron. Astrophys., **401**, 519, 2003.
14. *E.F.Bell, R.S. de Jong*, Astrophys. J., **550**, 212, 2001.
15. *A.A.Hakobyan, A.R.Petrosian, G.A.Mamon et al.*, Astrophysics, **52**, 40, 2009.
16. *A.A.Hakobyan, A.R.Petrosian, G.A.Mamon et al.*, VizieR On-line Data Catalog: J/other/Ap/52.40. Originally published in: 2009Ap.....52...40H, **160**, 5201, 2010.
17. *M.Turatto, E.Cappellaro, A.R.Petrosian*, Astron. Astrophys., **217**, 79, 1989.
18. *A.R.Petrosian, M.Turatto*, Astron. Astrophys., **239**, 63, 1990.
19. *M.W.Richmond, A.V.Filippenko, J.Galisky*, Publ. Astron. Soc. Pacif., **110**, 553, 1998.
20. *A.Bressan, M.Della Valle, P.Marziani*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., **331**, L25, 2002.
21. *A.Petrosian, H.Navasardyan, E.Cappellaro et al.*, Astron. J., **129**, 1369, 2005.

22. *W.C.Keel, E.T.M. van Soest*, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, **94**, 553, 1992.
23. *H.Wu, Z.L.Zou, X.Y.Xia, Z.G.Deng*, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, **132**, 181, 1998.
24. *A.R.Petrosian, M.Turatto*, *Astron. Astrophys.*, **297**, 49, 1995.
25. *H.Navasardyan, A.R.Petrosian, M.Turatto et al.*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **328**, 1181, 2001.
26. *F.Mannucci, D.Maoz, K.Sharon et al.*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **383**, 1121, 2008.
27. *A.A.Hakobyan, A.R.Petrosian, B.McLean et al.*, *Astron. Astrophys.*, **488**, 523, 2008.
28. *M.Della Valle, M.Livio*, *Astrophys. J. Lett.*, **423**, L31, 1994.
29. *N.Panagia*, in "Experimental Physics of Gravitational Waves", ed. M.Barone, G.Calamai, M.Mazzoni, R.Stanga, F.Vetrano (Singapore: World Scientific Publishing Co. Pte. Ltd.), 107, 2000.
30. *G.Kauffmann, T.M.Heckman, S.D.M.White et al.*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **341**, 33, 2003.
31. *N.Drory, R.Bender, G.Feulner et al.*, *Astrophys. J.*, **608**, 742, 2004.
32. *P.Saracco, M.Longhetti, E.Giallongo et al.*, *Astron. Astrophys.*, **420**, 125, 2004.
33. *J.Binney, M.Merrifield*, *Galactic astronomy*, Princeton, NJ: Princeton University Press, 1998.
34. *M.Hamuy*, arXiv: astro-ph/0301006, 2003.
35. *N.Mowlavi, D.Schaerer, G.Meynet et al.*, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, **128**, 471, 1998.
36. *N.Prantzos, S.Boissier*, *Astron. Astrophys.*, **406**, 259, 2003.
37. *C.A.Tremonni, T.M.Heckman, G.Kauffmann et al.*, *Astrophys. J.*, **613**, 898, 2004.
38. *F.Mannucci, G.Cresci, R.Maiolino et al.*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **408**, 2115, 2010.
39. *D.Maoz*, American Institute of Physics Conference Series, **1314**, 223, 2010.
40. *T.D.Brandt, R.Tojeiro, E.Aubourg et al.*, *Astron. J.*, **140**, 804, 2010.
41. *A.A.Hakobyan*, *Astrophysics*, **51**, 69, 2008.
42. *F.Mannucci*, *Chin. J. Astron. Astrophys. Suppl.*, **8**, 143, 2008.
43. *M.Sullivan, D. Le Borgne, C.J.Pritchert et al.*, *Astrophys. J.*, **648**, 868, 2006.
44. *D.Maoz, F.Mannucci, W.Li et al.*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **412**, 1508, 2011.
45. *F.Mannucci, M.Della Valle, N.Panagia*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **370**, 773, 2006.
46. *C.J.Pritchert, D.A.Howell, M.Sullivan*, *Astrophys. J. Lett.*, **683**, L25, 2008.
47. *T.Totani, T.Morokuma, T.Oda et al.*, *Publ. Astron. Soc. Japan*, **60**, 1327, 2008.
48. *É.Aubourg, R.Tojeiro, R.Jimenez et al.*, *Astron. Astrophys.*, **492**, 631, 2008.
49. *C.Raskin, E.Scanapeccio, J.Rhoads, M.Della Valle*, *Astrophys. J.*, **707**, 74, 2009.
50. *N.Oohama, S.Okamura, M.Fukugita et al.*, *Astrophys. J.*, **705**, 245, 2009.

ОБЗОР $H\alpha$ -ЭМИССИИ У ТРИДЦАТИ БЛИЗКИХ КАРЛИКОВЫХ ГАЛАКТИК

С.С.КАЙСИН, И.Д.КАРАЧЕНЦЕВ, Е.И.КАЙСИНА

Поступила 17 мая 2011

Представлены измерения $H\alpha$ -потока у 30 соседних карликовых галактик. После поправки за поглощение эти потоки использованы для оценки темпа звездообразования SFR. У 18 галактик их значения SFR по $H\alpha$ сравниваются с оценками SFR по FUV-величинам, полученным на телескопе GALEX. Отмечено хорошее их согласие в диапазоне значений $\log[SFR] = [0, -3] M_{\odot}/\text{год}$.

Ключевые слова: карликовые галактики; звездообразование

1. Введение. Эта статья является продолжением цикла работ [1-6] по систематическому обзору в линии $H\alpha$ всех галактик Местного объема с расстояниями $D < 10$ Мпк. Проект преследует цель измерить $H\alpha$ -потоки и определить темпы звездообразования, SFR, у всех галактик независимо от их светимости, морфологического типа, плотности окружения и других параметров. В результате предполагается получить образцовую выборку, свободную от эффектов избирательности, для анализа условий трансформации газа в звезды.

Разнообразные данные о 450 галактиках Местного объема были собраны в "Каталоге соседних галактик" (CNG) [7], где, однако, отсутствовали сведения об их $H\alpha$ -потоках. За последние годы на 6-м телескопе БТА были проведены наблюдения в линии $H\alpha$ около 250 близких галактик. В сочетании с другими $H\alpha$ -обзорами [8-10] это привело к почти полному охвату выборки северных галактик Местного объема. Однако, благодаря систематическим обзорам неба в оптическом диапазоне (SDSS, 2dF, 6dF) и в линии нейтрального водорода HI (HIPASS, ALFALFA), число галактик с расстояниями в пределах 10 Мпк выросло с 450 до 800. Это заставило нас продолжить программу $H\alpha$ -обзора. Ниже мы приводим результаты наблюдений тридцати близких галактик, большинство из которых экспонировалось в линии $H\alpha$ впервые.

2. Наблюдения и обработка данных. Наблюдения близких карликовых галактик проводились на 6-м телескопе CAO РАН в 2009-2011 гг. с помощью фокального редуктора SCORPIO [11]. Регистрация изображений галактик осуществлялась на CCD-матрице размером 2048 x 2048 пк, которая обеспечивала поле зрения $6'.1$ с разрешением $0.18''/\text{пк}$. Изображения галактик

в линии $H\alpha$ и в соседнем континууме были получены с применением узкополосного интерференционного фильтра $H\alpha$ с шириной $\Delta\lambda = 74\text{\AA}$ и эффективной длиной волны $\lambda_{eff} = 6555\text{\AA}$, а также двух среднесполосных фильтров SED 607 с $\Delta\lambda = 167\text{\AA}$, $\lambda_{eff} = 6063\text{\AA}$ и SED 707 с $\Delta\lambda = 207\text{\AA}$, $\lambda_{eff} = 7063\text{\AA}$. Типичное время экспозиции составляло $2 \times 600\text{ с}$ в линии $H\alpha$ и $2 \times 300\text{ с}$ в континууме. Из-за небольшого диапазона лучевых скоростей у близких галактик их $H\alpha$ -изображения экспонировались нами с одним и тем же фильтром.

Обработка наблюдательных данных осуществлялась стандартным образом с помощью пакета MIDAS. После вычитания кадра электронного нуля проводилась нормировка на плоские поля, которые получались по снимкам неба в сумеречное время. Затем исключались следы космических частиц, осуществлялось совмещение полученных снимков и вычитание континуума, нормированного по изображениям 5-15 звезд в поле кадра. Измеряемые интегральные $H\alpha$ -потoki галактик калибровались по снимкам звезд из спектрофотометрических стандартов Оука [12], получаемым в ту же ночь. Типичные внутренние ошибки измерения $H\alpha$ -потока составляли около 15%. Основной вклад в ошибку вносили изменения атмосферных условий. Полученные $H\alpha$ -потoki включали в себя также вклад эмиссионных линий дублета [NII], который в случае карликовых галактик был невелик, и мы пренебрегли им.

Изображения наблюдавшихся нами галактик представлены в виде мозаики на рис.1. Левые и правые изображения каждой галактики соответствуют сумме и разности снимков, сделанных в $H\alpha$ и в континууме. Угловой размер снимков составляет $4' \times 4'$, направления на север и восток указаны стрелками.

Основные характеристики этих галактик приведены в табл.1. Ее столбцы содержат следующие данные: 1 - имя галактики; 2 - экваториальные координаты на эпоху 2000.0; 3 - морфологический тип в цифровой шкале Вокулера; 4 - лучевую скорость галактики относительно центроида Местной группы; 5 - расстояние до галактики, взятое из каталога CNG; здесь значения с двумя цифрами после точки измерены по вершине ветви красных гигантов, а с одним знаком после точки по светимости ярчайших звезд; несколько расстояний определены по членству галактики в группе или скоплении (" m ") или же по лучевой скорости " h " при постоянной Хаббла $H_0 = 72\text{ км/с/Мпк}$; 6 - абсолютная величина галактики, исправленная за поглощение света согласно [13]; 7 - логарифм водородной массы галактики по данным Lyon Extragalactic Database (LEDА); 8, 9 - наблюдаемый и исправленный за поглощение $H\alpha$ -поток галактики в логарифмической шкале в единицах ($\text{эрг/см}^2\text{с}$); 10 - интегральный темп звездообразования в галактике $[SFR] = 1.27 \cdot 10^9 \cdot F_c(H\alpha) \cdot D^2$, где расстояние до нее выражено в Мпк [14].

Таблица 1

H α -ПОТОКИ У БЛИЗКИХ ГАЛАКТИК

Имя	RA, Dec (2000.0)	T	V_{LG} км с ⁻¹	D_{UV} Мпк	M_B m	$\log M_{HI}$ $M_\odot$	$\log F_{H\alpha}$ набл.	$\log F_{H\alpha}$ исправ.	$\log SFR$ $M_\odot / \text{г}$
U288	002904.0+432554	10	464	6.7	-13.82	7.73	-13.33	-13.26	-2.51
U685	010722.3+164102	9	349	4.51	-14.31	7.68	-12.64	-12.59	-2.18
U731	011044.0+493608	7	901	12.5h	-16.09	8.97	-12.79	-12.66	-1.36
U1171	013941.6+155411	10	906	7.3	-13.86	7.25	-14.64	-14.59	-3.76
DDO13	014009.6+155417	10	798	9.0	-15.72	8.73	-12.66	-12.60	-1.59
KDG10	014341.4+154123	10	953	7.9	-13.53	7.72	-13.47	-13.40	-2.50
d0224+41	022420.7+410212	10	-	10.5m	-12.63	<7.4	<-15.4	<-15.4	<-4.3
d0226+33	022652.8+332537	10	709	9.3m	-12.96	7.0	<-15.6	<-15.6	<-4.6
d0243+37	024302.0+375926	-3	-	10.5m	-13.34	<7.4	<-15.3	<-15.3	<-4.2
N1156	025942.4+251415	9	510	7.8	-17.70	8.93	-11.46	-11.25	-0.37
U2684	032023.7+171742	10	438	6.5	-13.37	8.00	-13.57	-13.44	-2.71
U2716	032407.2+174515	8	467	6.5m	-15.01	7.84	-12.98	-12.85	-2.12
N2337	071013.6+442725	9	477	7.9	-16.51	8.77	-11.86	-11.78	-0.88
U3817	072244.5+450630	10	478	8.6	-14.15	8.24	-13.13	-13.04	-2.07
KKH46	090836.6+051732	10	409	5.7h	-11.93	7.31	-13.28	-13.24	-2.63
KDG56	093012.9+195930	10	440	8.9m	-12.92	7.17	-15.34	-15.30	-4.30
U5086	093248.9+212754	-3	394	8.9m	-13.95	<5.75	<-15.5	<-15.5	<-4.5
KDG58	094027.0+000333	10	-	10.0:	-13.05	-	-15.37	-15.32	-4.22
U5186	094259.8+331552	10	500	6.9h	-12.98	7.23	-14.84	-14.83	-4.05
U5288	095117.2+074938	10	377	6.8	-14.74	8.44	-12.47	-12.44	-1.67
KKH60	101559.4+064821	10	1188	16.5h	-13.68	7.88	<-14.5	<-14.5	<-3.0
N4523	123348.0+151005	8	173	17.0m	-17.03	9.14	-12.11	-12.07	-0.51
U7857	124154.2+134622	-1	-73	17.0m	-16.57	<8.0	<-15.0	<-15.0	<-3.4
U8061	125643.4+115552	10	471	6.5h	-13.99	7.30	-13.65	-13.62	-2.89
U8245	130834.2+785613	8	273	3.7h	-13.49	-	-13.38	-13.35	-3.11
KKH86	135433.6+041435	10	209	2.60	-10.30	5.90	<-15.9	<-15.9	<-6.0
N6503	174927.6+700841	6	301	5.27	-18.08	9.01	-11.07	-11.04	-0.50
U11411	190842.3+701702	9	345	4.7h	-13.89	-	-12.45	-12.34	-1.90
N6789	191641.8+635822	10	144	3.60	-14.32	6.5	-12.75	-12.69	-2.48
KKH98	234534.0+384304	10	151	2.45	-10.78	6.76	-13.49	-13.38	-3.50

3. Некоторые особенности наблюдавшихся галактик.

UGC 288. Изолированная dIrr галактика, расстояние до которой оценено по светимости ярчайших звезд [7]. На ее центр проектируется звезда средней яркости.

UGC 685 = KIG 45. BCD галактика с активным звездообразованием в центре. Представлена в каталоге изолированных галактик [15]. Расстояние до нее определено по вершине ветви красных гигантов.

UGC 731 = DDO 9. Это Sd галактика, расстояние до которой оценено по лучевой скорости при постоянной Хаббла $H_0 = 72 \text{ км с}^{-1} \text{ Мпк}^{-1}$. Мелкие эмиссионные узлы распределены по диску галактики асимметрично. Детальная R-фотометрия и поле скоростей для нее получено Сватерсом [16].

UGC 1171, UGC 1176 = DDO 13, KDG 10. Три dIrr галактики,

ассоциирующиеся с яркой спиральной галактикой NGC 628. Расстояния до них определены по светимости ярчайших звезд.

d0224+41, d0226+33, d0243+37. Три карликовые системы в группе вокруг NGC 1023, обнаруженные Караченцевым и др. [17]. Самая южная из трех имеет очень низкую поверхностную яркость и располагается на далекой периферии спирали NGC 925. Наши наблюдения дают лишь верхний предел $H\alpha$ потока для них.

NGC 1156 = KIG 121. Изолированная BCD галактика, расстояние до которой определено по ярчайшим звездам. Обнаруживает мощные очаги звездообразования, расположенные в центре и на NE стороне галактики.

UGC 2684, UGC 2716. Широкая пара карликовых галактик с близкими значениями лучевых скоростей. Расстояние до первой из них оценено по ярчайшим звездам.

UGC 2337. Изолированная BCD галактика с ярким эмиссионным баром. Расстояние до нее определено по светимости ярчайших звезд.

UGC 3817. Иррегулярная галактика с множеством мелких эмиссионных узлов. Вероятно, она и NGC 2337 образуют широкую пару с разностью лучевых скоростей всего 1 км/с.

KKH 46. Изолированная иррегулярная галактика, в которой пять эмиссионных узлов образуют равносторонний треугольник.

KDG58 = KKH53. Иррегулярная галактика очень низкой поверхностной яркости без признаков HI-эмиссии в обзоре HIPASS. Расстояние до нее условно принято равным 10 Мпк. В оптических границах галактики заметна слабая HII-область, отмеченная на рисунке кружком.

KDG 56 = KKH 51, UGC 5086. Эти dIrr и dSph системы являются карликовыми спутниками яркой спирали NGC 2903. У обеих практически незаметны признаки звездообразования.

UGC 5186, UGC 5288. Изолированные dIrr галактики, расстояния до которых определены, соответственно, по лучевой скорости и по ярчайшим звездам.

KKH 60. Эта dIrr галактика была причислена к Местному объему по лучевой скорости $V_{LG} = 108 \text{ км с}^{-1}$, измеренной на зашумленном оптическом спектре [18]. Однако лучевая скорость ее $V_{LG} = 1188 \text{ км с}^{-1}$ в линии HI [19] свидетельствует о том, что галактика находится за пределами Местного объема на расстоянии 16.5 Мпк. Смещение линии $H\alpha$ на 30 Å приводит к недооценке измеренного нами $H\alpha$ потока.

NGC 4523, UGC 7857. Две галактики типов Sdm и S0/dE с малыми значениями лучевых скоростей. Исключены из членов Местного объема ввиду вероятной принадлежности к скоплению Virgo.

UGC 8061. Изолированная dIrr галактика, которая проектируется на восточную окраину скопления Virgo. Расстояние до нее, определенное по

лучевой скорости, нуждается в независимой проверке.

UGC 8245. Карликовая галактика на высоком склонении. Ее оптическая лучевая скорость, $V_h = -70 \pm 59$ км с $^{-1}$, была измерена Фалько и др. [20]. Согласно [21] ее гелиоцентрическая лучевая скорость равна -58 ± 55 км с $^{-1}$.

KKH 86. Близкая dIrr галактика без видимых признаков звездообразования. Расстояние до нее, 2.60 Мпк, измерено по вершине ветви красных гигантов.

NGC 6503 = KIG 837. Изолированная Scd галактика, расстояние до которой, 5.27 Мпк, измерено по вершине ветви красных гигантов.

UGC 11411. Карликовая BCD галактика на высоком склонении. Ее малая оптическая лучевая скорость $V_h = +69 \pm 38$ км с $^{-1}$, измеренная Фалько и др. [20], была подтверждена нашими наблюдениями на 6-м телескопе, согласно которым $V_h = +45 \pm 35$ км/с. Возможно, UGC 11411 является далеким спутником NGC 6503 на проекционном расстоянии ~ 500 кпк. В теле UGC 11411 выделяются три яркие компактные HII-области, погруженные в общую диффузную эмиссионную среду. UGC 11411 имеет удельный темп звездообразования на единицу светимости один из самых высоких в Местном объеме.

NGC 6789 = KK 245. Близкая BCD галактика на расстоянии 3.60 Мпк, измеренном по вершине ветви красных гигантов. H α -эмиссия в ней сосредоточена в центральной области.

KKH 98. Близкая изолированная dIrr галактика со слабой диффузной H α -эмиссией по всему диску. Расстояние до нее, 2.45 Мпк, определено по вершине ветви красных гигантов.

4. *Сравнение H α -потоков с другими данными.* На точность определения H α -потока галактики влияет ряд факторов, таких как стабильность атмосферных условий при наблюдениях, аккуратность вычитания фона неба на полученных снимках как в H α , так и в континууме, учет вклада далекой периферии у протяженных галактик, различия в манере учета поглощения света и вклада эмиссионного дублета [NII] и т.д. Как было показано Ли и др. [22], относительный вклад дублета [NII] у карликовых галактик обычно не превышает 10%. Значительную неопределенность в оценку интегрального H α -потока привносят ошибки вычитания фона у галактик низкой поверхностной яркости, а также возможный неучет диффузной эмиссионной компоненты между компактными HII-областями.

Среди наблюдавшихся галактик есть 11 объектов, для которых H α -потоки были измерены как нами, так и другими авторами. Список их представлен в табл.2. В первом ее столбце указано имя галактики, во втором - наша оценка H α -потока, в третьем - оценка потока по данным других авторов, ссылки на которых содержатся в последнем столбце. Сравнение наших ("KK") и других ("lit") оценок показывает, что средняя

квадратичная разность логарифма потоков составляет 0.116, а средняя арифметическая разность $\langle \log F_{KK} - \log F \rangle = +0.045 \pm 0.026$, т.е. наши значения $H\alpha$ -потока в среднем на 11% выше других оценок. Частично это может быть вызвано тем, что слабая диффузная эмиссия между HII-областями принималась во внимание не всеми авторами. По данным

Таблица 2

ВНЕШНЕЕ СРАВНЕНИЕ $H\alpha$ -ПОТОКОВ

Имя	$\log F_{KK}$	$\log F_n$	Ссылка	Имя	$\log F_{KK}$	$\log F_n$	Ссылка
U685	-12.64	-12.57 $\pm$.07	[10]	N2337		-11.87 $\pm$.04	[8]
U685		-12.62 $\pm$.01	[25]	U3817	-13.13	-12.97 $\pm$.05	[10]
DDO13	-12.66	-12.87 $\pm$.01	[9]	U3817		-13.10 $\pm$.06	[8]
DDO13		-12.81 $\pm$.05	[10]	U5288	-12.47	-12.47 $\pm$.04	[10]
N1156	-11.46	-11.51 $\pm$.03	[10]	U5288		-12.53 $\pm$.01	[25]
N1156		-11.56 $\pm$.04	[8]	U8245	-13.38	-13.46 $\pm$.14	[10]
N1156		-11.63 $\pm$.01	[9]	N6503	-11.07	-11.29 $\pm$.07	[10]
U2684	-13.57	-13.72 $\pm$.10	[10]	N6789	-12.75	-12.58 $\pm$.05	[10]
U2684		-13.70 $\pm$.20	[8]	N6789		-12.56 $\pm$.03	[24]
U2716	-12.98	-12.95 $\pm$.03	[10]	N6789		-12.89 $\pm$.04	[9]
N2337	-11.86	-11.86 $\pm$.03	[10]				

столбца (3), средняя квадратичная ошибка измерения $H\alpha$ -потока у разных авторов составляет 0.069 dex. Делая квадратичное вычитание ее из средней квадратичной разности оценок 0.116 dex, мы получаем типичную погрешность наших измерений 0.093 dex, что несколько выше нашей внутренней оценки (~ 0.06 dex или 15%).

5. Обсуждение результатов. Определение интегрального темпа звездообразования в галактике, SFR, по величине ее интегрального $H\alpha$ -потока содержит целый ряд предположений о параметрах начальной функции звездных масс, о характере диффузии $H\alpha$ -квантов в межзвездной среде и особенностях распределения пыли вокруг молодых голубых звезд. В последние годы наметилась тенденция к уточнению и обновлению этих предположений [23]. В среднем, темп звездообразования, определяемый по $F(H\alpha)$, характеризуется шкалой времени $\sim (5-10)$ миллионов лет.

Новые и независимые возможности для определения SFR появились с запуском в 2003г. ультрафиолетового спутника GALEX. На этом телескопе диаметром 50 см с полем зрения 1.2 градуса и угловым разрешением $\sim 5''$ были измерены ультрафиолетовые потоки $F(FUV)$ на эффективной длине волны 1539Å с шириной FWHM = 269 Å у нескольких сотен близких галактик [24]. Интегральный поток $F(FUV)$ от молодых звезд галактики дает более прямую оценку темпа звездообразования на временной шкале $\sim (50-100)$ млн лет. Однако и этот метод имеет заметный недостаток,

обусловленный неопределенностью величины поглощения из-за наличия пыли вокруг молодых звезд.

Используя значения FUV-потоков, представленных в [25], а также в NED, мы определили интегральный темп звездообразования для 19 наблюдавшихся нами галактик. Сравнения оценок SFR, сделанных по H α -потоку и FUV-потоку, представлены в табл.3, где галактики ранжированы по величине SFR. У большинства этих карликовых галактик среднее внутреннее поглощение считается небольшим. Только у двух галактик, NGC 6503 и NGC 2337, мы вводили поправку $\Delta \log \text{SFR}$ за поглощение в полосе FUV, равную +0.28 и +0.09, соответственно. Как следует из этих данных, в диапазоне $\log[\text{SFR}] = [0, -3]$ имеет место вполне удовлетворительное согласие оценок по H α и FUV. Средняя разность $\log \text{SFR}(\text{H}\alpha) - \log \text{SFR}(\text{FUV})$

Таблица3

ТЕМПЫ ЗВЕЗДООБРАЗОВАНИЯ ПО H α И FUV ПОТОКАМ

Имя	$\log \text{SFR}_{\text{H}\alpha}$	$M_{\odot} \text{год}^{-1}$ FUV	Имя	$\log \text{SFR}_{\text{H}\alpha}$	$M_{\odot} \text{год}^{-1}$ FUV
N1156	-0.37	-0.48	KKH46	-2.63	-2.68
N6503	-0.50	-0.77	U2684	-2.71	-2.26
N2337	-0.88	-1.11	U8245	-3.11	-2.68
DDO13	-1.59	-1.48	KKH98	-3.50	-3.32
U5288	-1.67	-1.83	U5186	-4.05	-2.90
U11411	-1.90	-2.35	KDG58	-4.22	-3.19
U3817	-2.07	-2.17	KDG56	-4.30	-2.98
U2716	-2.12	-1.97	U5086	<-4.5	<-4.18
U685	-2.18	-2.32	KKH86	<-6.0	-4.17
N6789	-2.48	-2.59			

составляет $+0.076 \pm 0.069$ при средней квадратичной разности 0.23 dex. На малых значениях $\log[\text{SFR}] < -3$ заметно систематическое превышение значений SFR по ультрафиолету относительно H α . Причины этого различия детально обсуждались Ли и др. [22].

Необходимо отметить, что к настоящему времени H α -потоки уже измерены для ~500 галактик из 800, располагающихся в Местном объеме ($D < 10$ Мпк). Количество галактик в этом объеме с измеренными FUV-потоками не превышает пока 320. Очевидно, что продолжение ультрафиолетового обзора близких карликовых галактик с акцентом на объекты особо низкой светимости могло бы дать более точные сведения об условиях звездообразования в них при экстремально низких плотностях газа.

Эта работа поддержана грантами РФФИ 10-02-00123 и 10-02-92650.

Специальная астрофизическая обсерватория РАН,

Россия, e-mail: skai@sao.ru ikar@sao.ru kei@sao.ru

SURVEY OF H α EMISSION IN 30 NEARBY DWARF GALAXIES

S.S.KAISIN, I.D.KARACHENTSEV, E.I.KAISINA

We present measurements of H α flux for 30 neighboring dwarf galaxies. The measured H α fluxes corrected for extinction are used to derive the galaxy star formation rate, SFR. For 18 galaxies their SFRs from H α are compared with SFRs obtained from the GALEX FUV magnitudes. We recognize their good agreement within a range of $\log[\text{SFR}] = [0, -3] M_{\odot}/\text{yr}$.

Key words: *dwarf galaxies: star formation*

ЛИТЕРАТУРА

1. I.D.Karachentsev, S.S.Kaisin, Z.Tsvetanov, H.Ford, *Astron. Astrophys.*, **434**, 935, 2005.
2. С.С.Кайсин, И.Д.Караченцев, *Астрофизика*, **49**, 337, 2006.
3. С.С.Кайсин, А.В.Каспарова, А.Ю.Князев, И.Д.Караченцев, *Письма в Астрон. ж.*, **33**, 1, 2007.
4. I.D.Karachentsev, S.S.Kaisin, *Astron. J.*, **133**, 1883, 2007.
5. S.S.Kaisin, I.D.Karachentsev, *Astron. Astrophys.*, **479**, 603, 2008.
6. I.D.Karachentsev, S.S.Kaisin, *Astron. J.*, **140**, 1241, 2010.
7. I.D.Karachentsev, V.E.Karachentseva, W.K.Huchtmeier, D.I.Makarov, *Astron. J.*, **127**, 2031, 2004. (=CNG)
8. P.A.James, N.S.Shane, J.E.Beckman et al., *Astron. Astrophys.*, **414**, 23, 2004.
9. D.A.Hunter, B.G.Elmegreen, *Astron. J.*, **128**, 2170, 2004.
10. R.C.Kennicutt, J.C.Lee, J.G.Funes et al., *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **178**, 247, 2008.
11. V.L.Afanasiev, E.B.Gazhur, S.R.Zhelenkov, A.V.Moiseev, *Bull. SAO*, **58**, 90, 2005.
12. J.B.Oke, *Astron. J.*, **99**, 1621, 1990.
13. D.J.Schlegel, D.P.Finkbeiner, M.Davis, *Astrophys. J.*, **500**, 525, 1998.
14. J.S.Gallagher, D.A.Hunter, A.V.Tutukov, *Astrophys. J.*, **284**, 544, 1984.
15. В.Е.Караченцева, *Сообщ. CAO*, **8**, 3, 1973.
16. R.Swaters, Thesis "Dark Matter in Late-type Dwarf Galaxies", Groningen, 1999.
17. И.Д.Караченцев, В.Е.Караченцева, В.К.Хухтмайер, *Письма в Астрон. ж.*, **33**, 512, 2007.
18. D.I.Makarov, I.D.Karachentsev, A.N.Burenkov, *Astron. Astrophys.*, **405**, 951, 2003.

19. *M.Haynes* (частное сообщение).
20. *E.E.Falco, M.J.Kurtz, M.J.Geller et al.*, Publ. Astron. Soc. Pacif. Conf. Ser., **111**, 438, 1999.
21. *I.D.Karachentsev, E.I.Kaisina, S.S.Kaisin, L.N.Makarova*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., accepted (astro-ph/1104.5318), 2011.
22. *J.C.Lee, R.C.Kennicutt, J.G.Funes et al.*, Astrophys. J., **692**, 1305, 2009.
23. *J.Pflamm-Altenburg, P.Kroupa*, Astrophys. J., **706**, 516, 2009.
24. *A.Gil de Paz, B.F.Madore, O.Pevunova*, Astrophys. J. Suppl. Ser., **147**, 29, 2003.
25. *J.C.Lee, A.Gil de Paz, R.C.Kennicutt et al.*, Astrophys. J. Suppl. Ser., **192**, 1, 2011.
26. *L. van Zee*, Astron. J., **119**, 2757, 2000.

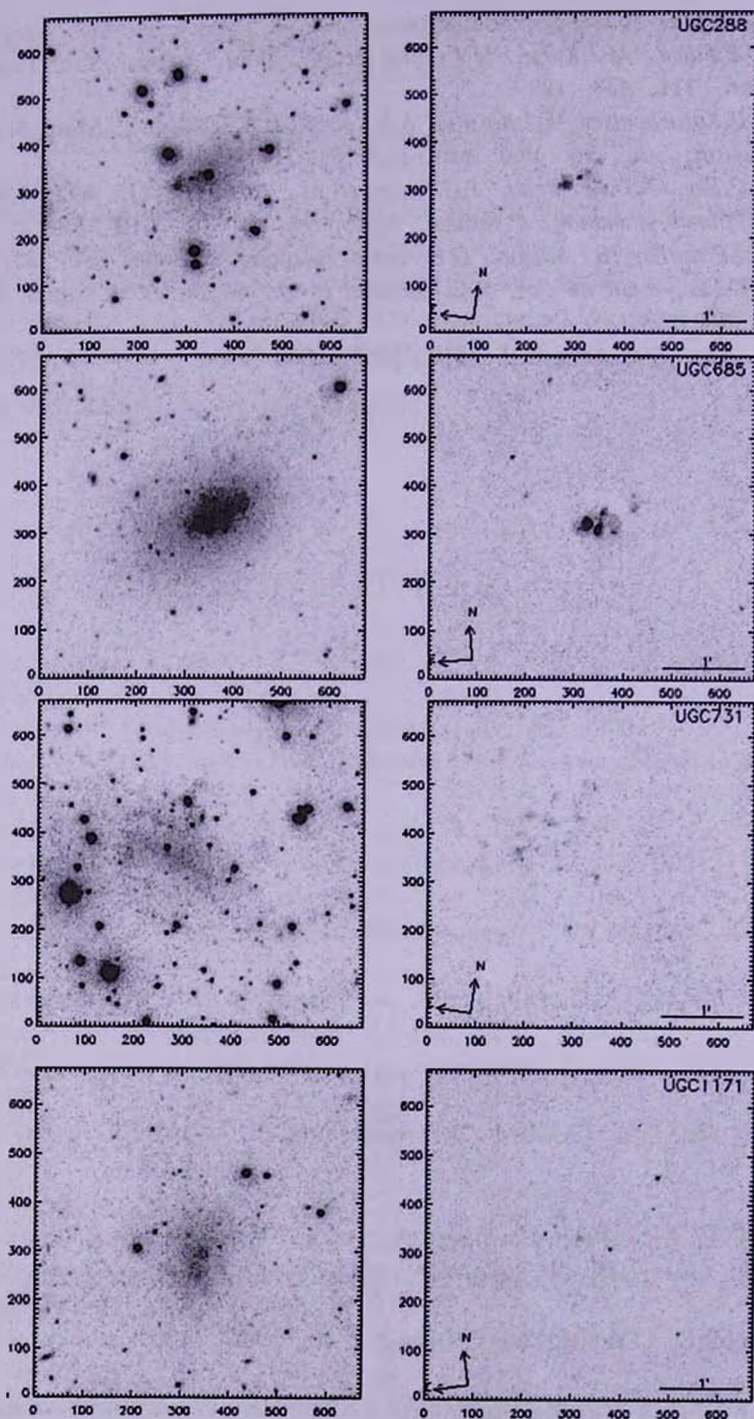


Рис.1. Мозаика изображений 30 близких карттиковых галактик. Слева - изображения в $H\alpha$ + континууме, справа - изображения в $H\alpha$ после вычитания континуума. Размер снимков $4' \times 4'$, север и восток указаны стрелками.

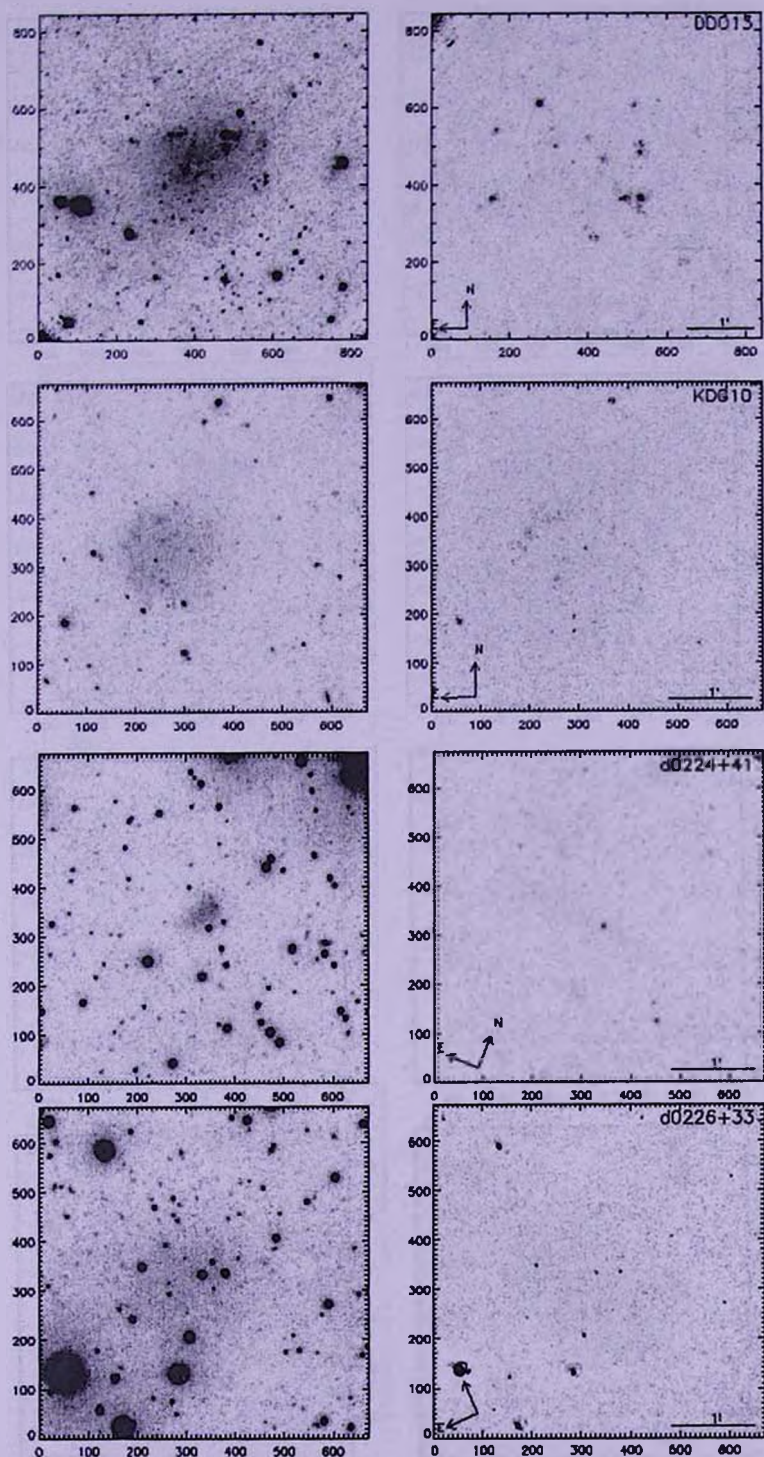


Рис.1. Продолжение.

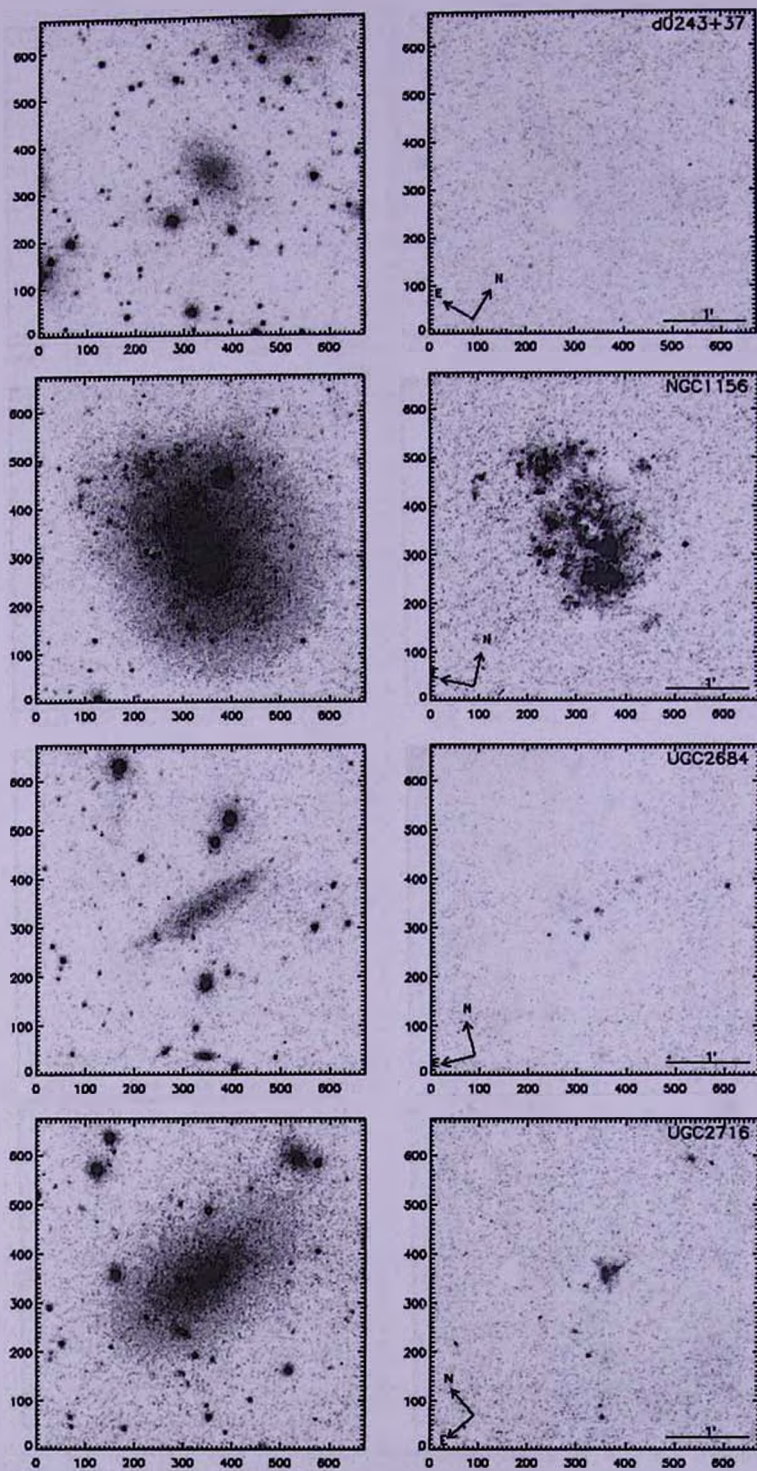


Рис.1. Продолжение.

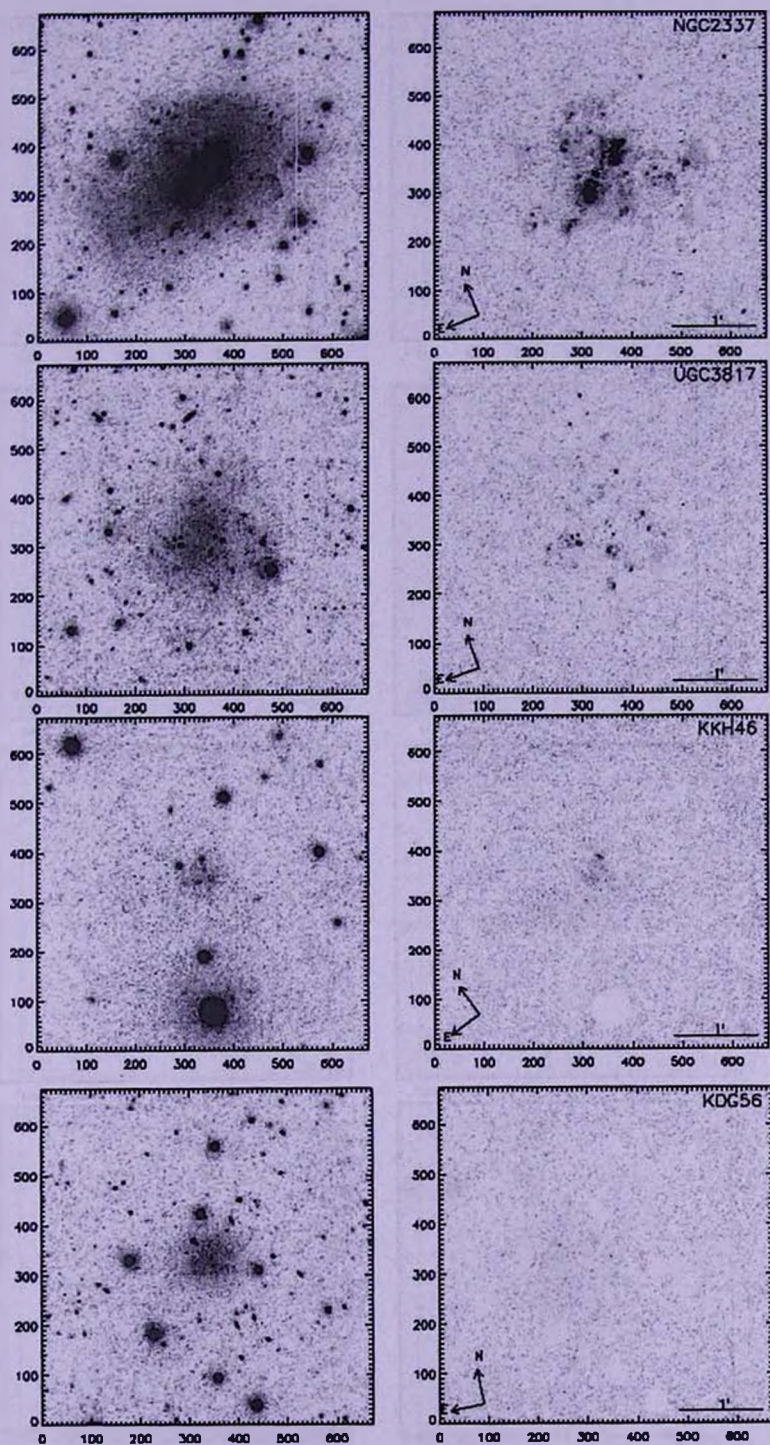


Рис.1. Продолжение.

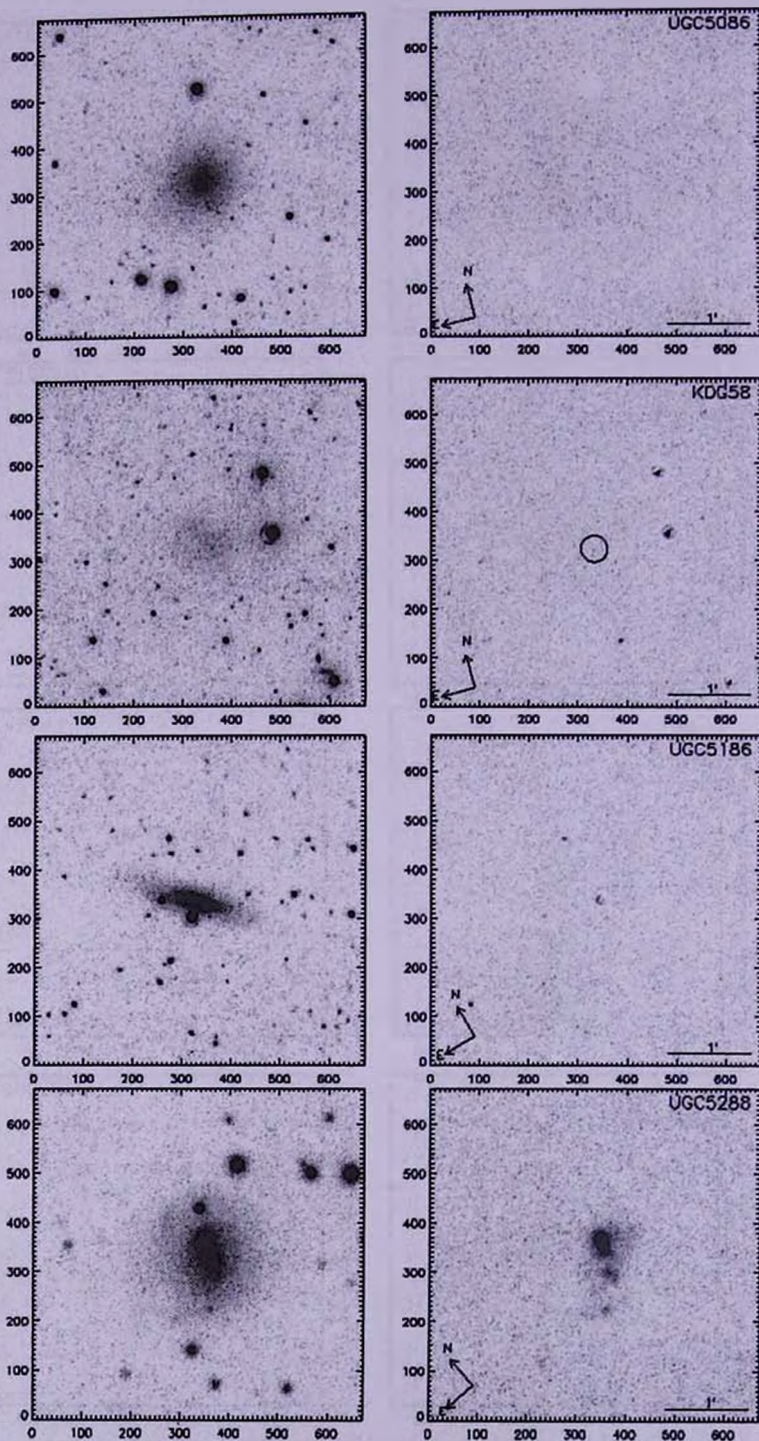


Рис.1. Продолжение.

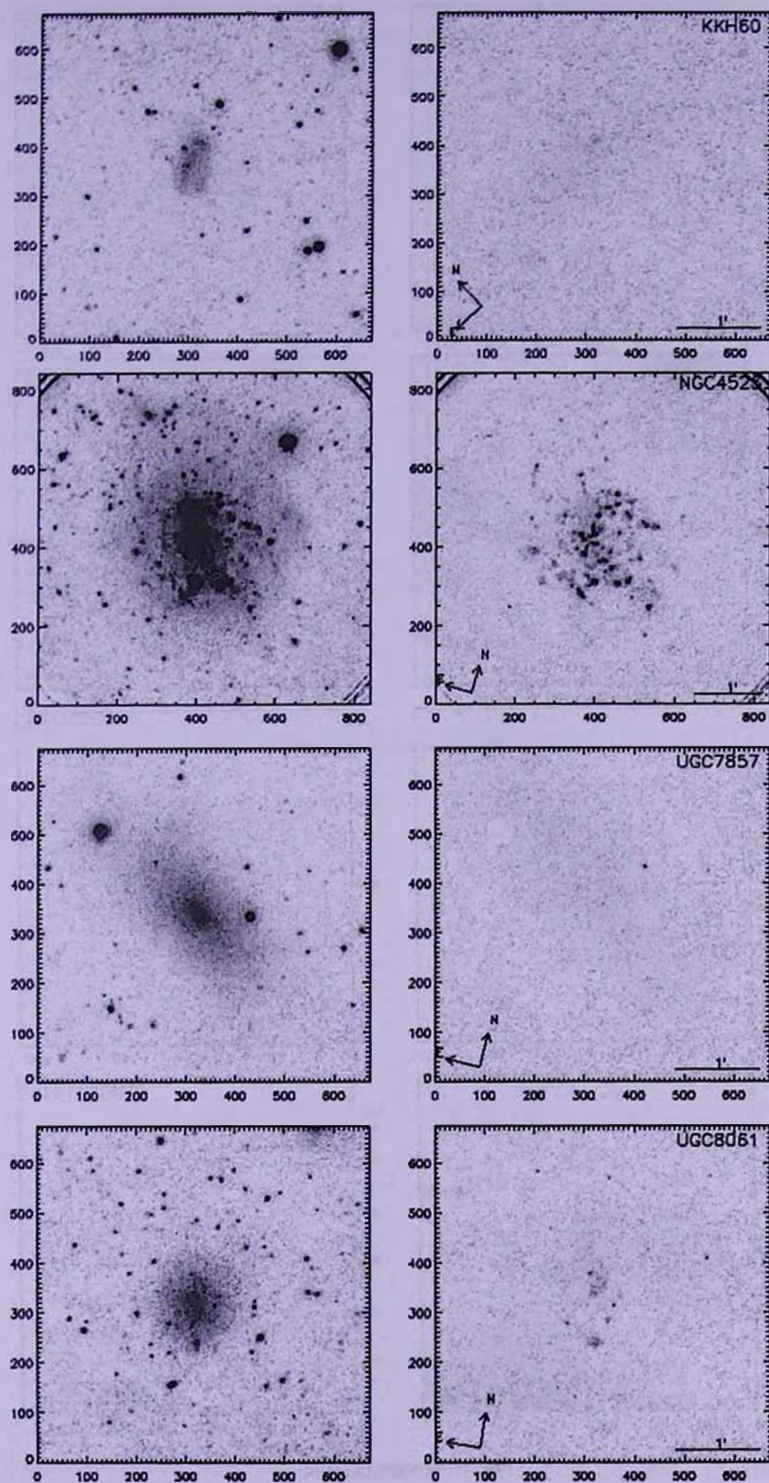


Рис.1. Продолжение.

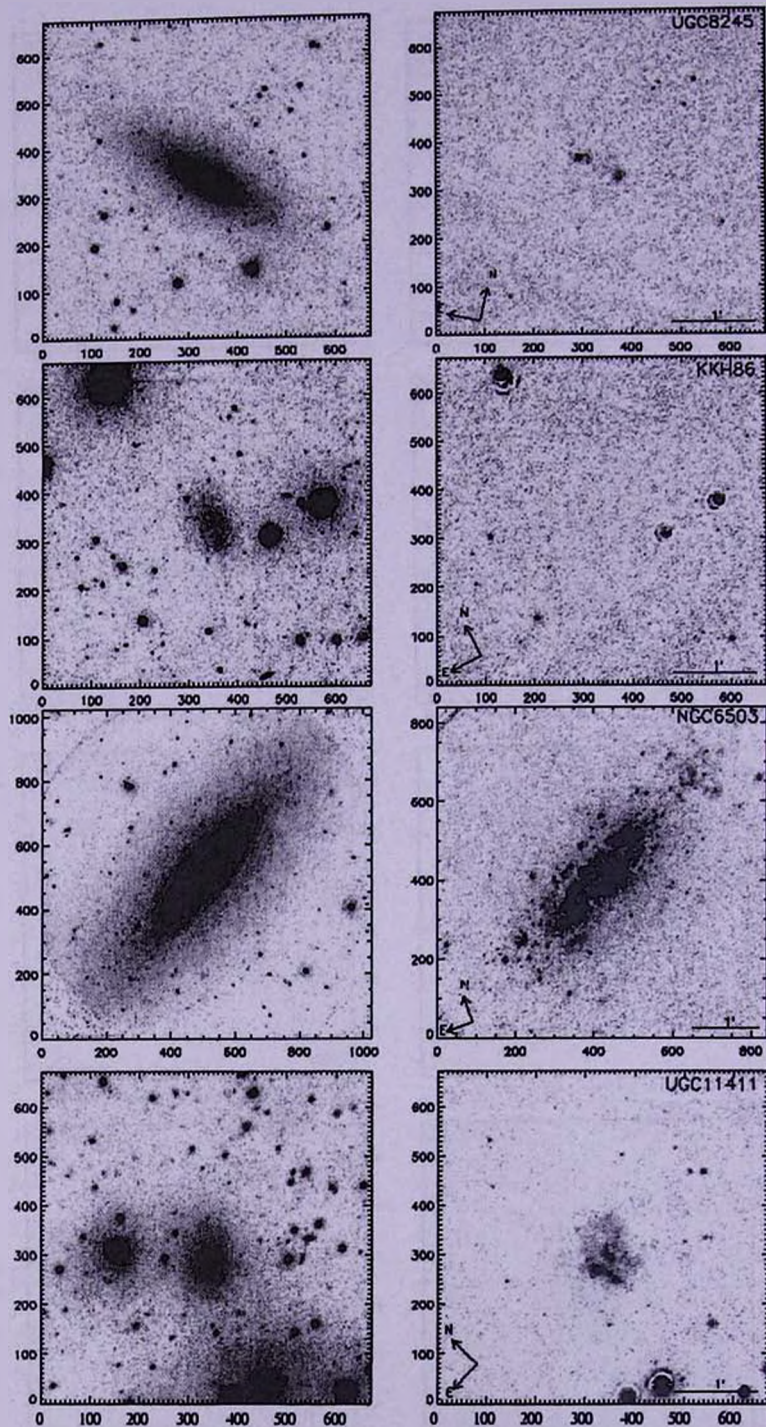


Рис.1. Продолжение.

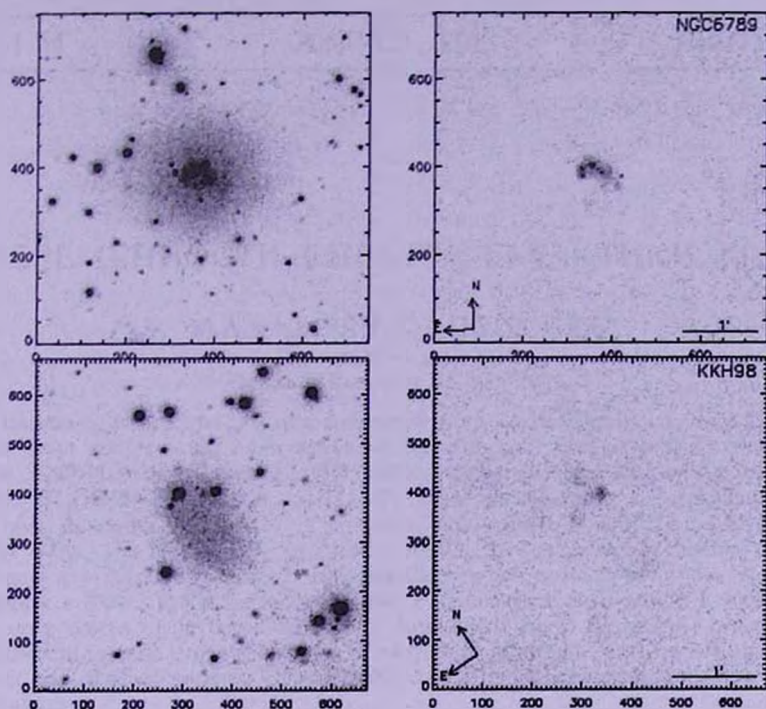


Рис.1. Окончание.

О ПЕРЕМЕННОСТИ СПЕКТРА ГАЛАКТИКИ KAZ 701

М.А.КАЗАРЯН, Г.В.ПЕТРОСЯН

Поступила 4 мая 2011

Принята к печати 25 мая 2011

Приведены результаты спектрофотометрического исследования галактики Kaz 701. Ее спектры были получены на 2.6-м телескопе Бюраканской обсерватории со спектральной камерой SCORPIO. На спектрах Kaz 701 наблюдаются сильные эмиссионные линии $H\alpha$, [OIII] $\lambda\lambda 5007, 4959$, $H\beta$, линии [SII] $\lambda\lambda 6731, 6717$ наблюдались с умеренными интенсивностями, а линия [NII] $\lambda 6584$ в спектрах, полученных в 2004г. едва заметна, а в спектрах 2009г. она значительно усилилась. Линии, наблюдаемые в спектре галактики, характерны для галактик типа Sy2. На красных крыльях каждой из линий $H\alpha$ и $H\beta$, полученных в 2004г., наблюдается компонент, а на спектрах, полученных в 2009г., у этих линий, хотя они и стали более сильными, компонент исчез. Приведены относительные интенсивности, эквивалентные ширины и полуширины линий. Эти данные, полученные в разных периодах наблюдений (2004 и 2009), довольно сильно отличаются друг от друга, т.е. меняются.

Ключевые слова: *галактики:спектр:переменность - объект: Kaz 701*

1. *Введение.* Одним из активных процессов галактик с УФ-избытком является переменность их спектров. При этом, обычно меняются параметры газовых составляющих галактик: относительные интенсивности, эквивалентные ширины, полуширины, а также непрерывный спектр и другие величины. Среди галактик Казаряна подобные переменности были обнаружены у квазаров Kaz 102, Kaz 163 и Kaz 246. Данные о них были опубликованы в работах [1-10].

Галактика Kaz 701 является четвертым переменным объектом. В каталоге [11] для этой галактики приведены только необходимые данные, однако для нее не известны некоторые важные величины, которые имеются у подавляющего большинства галактик, вошедших в него. Из этих величин самые необходимые - значение красного смещения (z), класс активности (AC) и другие.

Цель настоящей работы - провести спектральное исследование Kaz 701.

2. *Наблюдение и результаты.* Спектры Kaz 701 были получены на 2.6-м телескопе Бюраканской обсерватории со спектральной камерой SCORPIO, 11 сентября 2004г. и 12 октября 2009г. При наблюдении была использована гризма ($C \approx 600 \text{ мкм}^{-1}$) с центральной длиной волны $\lambda 5200\text{\AA}$. Система охватывает спектральную область $\lambda\lambda 3920 - 7420\text{\AA}$ с дисперсией $1.7 \text{ \AA/pix}$. Щель спектральной камеры была направлена на восток-запад,

ширина была равна 2", высота - 5°.

Для наблюдений 2004 и 2009гг. в качестве звезд сравнений были использованы HD 217086 и BD+28 4211, соответственно, данные о которых были взяты из работы Массеу и др. [12], их спектральные классы O5 и SdOp, соответственно. Для каждого периода наблюдений были получены по два спектра, каждый из которых имел 50 мин экспозицию. Спектры были обработаны по программе "MIDAS". Спектры обоих периодов имеют эмиссионный характер. В спектрах 2004г. наблюдались линии [SII] $\lambda\lambda 6731$, 6717, [NII] $\lambda\lambda 6584$, H α , [OIII] $\lambda\lambda 5007$, 4959 и H β , причем первый дублет слабый, линия азота едва заметна, а остальные линии очень сильные. Спектры, полученные в 2009г., качественно имеют подобный характер, а по интенсивностям они стали более сильными, линия [NII] $\lambda 6584$ значительно усилилась и стала более заметна. На рис.1 приведены спектры, полученные в обоих периодах наблюдений, где приведен диапазон спектра

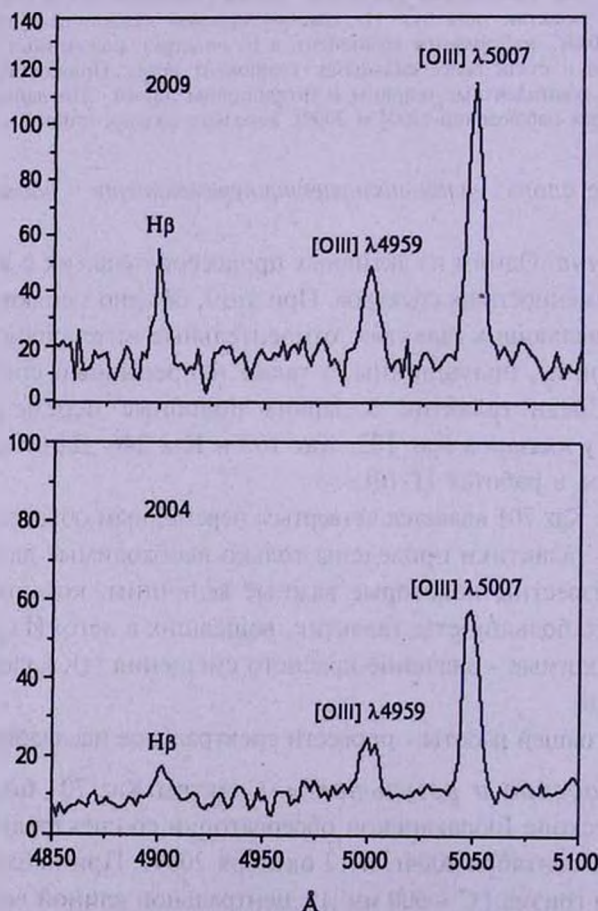


Рис.1 Спектры в диапазоне от H β до [OIII] $\lambda\lambda 5007$.

от линии [OIII] $\lambda 5007$ до H β .

Определено красное смещение Kaz 701, которое равно $z = 0.0083 \pm 0.0003$. Определены также эквивалентные ширины W_λ , полуширины FWHM и относительные интенсивности линий $I_\lambda / I_{H\beta}$, которые приведены в табл.1. Знак (+) означает, что данная линия присутствует в спектре, полученном в 2004г.

Таблица 1

ОТНОСИТЕЛЬНЫЕ ИНТЕНСИВНОСТИ, ЭКВИВАЛЕНТНЫЕ ШИРИНЫ И ПОЛУШИРИНЫ ЛИНИЙ

Элемент	2004				2009		
	λ_0	$I_\lambda / I_{H\beta}$	$W_\lambda (\text{\AA})$	FWHM(км/с)	$I_\lambda / I_{H\beta}$	$W_\lambda (\text{\AA})$	FWHM(км/с)
[SII]	6731				0.23	1.6	240
[SII]	6717	1.00	6.8		0.36	5.5	240
[NII]	6584	+	-	-	0.32	4.7	330
H α	6563	7.05	39.7	540	4.94	860	340
[OIII]	5007	6.55	38.6	550	4.20	70.3	470
[OIII]	4959	2.14	13.3	590	1.43	26.8	610
H β	4861	1.00	8.6	520	1.00	11.8	320

3. *Обсуждение результатов.* В работе [13] приведена спектрально-морфологическая СМ характеристика галактики Kaz 701, которая имеет символ d1. Балл "1" означает, что галактика имеет очень сильный УФ-избыток, а характеристика "d" означает, что ее спектр на обзорных пластинках имеет диффузные края. В [14] было показано, что области, обладающие характеристикой "d" имеют размеры больше 10", так что УФ-избыток распространяется на широкие области галактики. Линейный диаметр области с угловым размером 10" в центральной части Kaz 701 будет около 16 парсеков. Многие ядра галактик с УФ-избытком имеют диаметры в таком порядке и даже больше такого размера. Например, ядро Kaz 73, которое очень хорошо выделяется на ее изображении [15], всего в 1.8 раза меньше этого размера. Поэтому область Kaz 701, которая находится в ее центральной части, кроме очень сильного УФ-избытка, имеет также другие активные особенности ядер галактик. Из табл. 1 видно, что спектр этой области обладает особенностью галактик типа Sy2. Линии [OIII] $\lambda\lambda 5007$ и 4959 очень интенсивные и самые широкие, которые говорят о том, что Kaz 701 полностью удовлетворяет всем требованиям галактик типа Sy2. Кроме того, результаты спектров, полученные в разные времена, начиная с 11 сентября 2004г. до 12 октября 2009г., в промежутке пяти с лишним лет, сильно отличаются друг от друга, т.е. параметры линий - относительные интенсивности, эквивалентные ширины и полуширины меняются. При этом, относительные интенсивности и полуширины линий, полученные в

2009г. уменьшились, а эквивалентные ширины увеличились. Из табл.1 видно, что величина FWHM линии [OIII] $\lambda 4959$, полученная в 2009г., не уменьшилась, как у других линий. Она стала несколько шире, а полученное значение отношений $I_{\text{[OIII]}\lambda 5007} / I_{\text{[OIII]}\lambda 4959}$ 2004 и 2009гг., которое равно 3.06, 2.94, соответственно, мало отличается от его теоретического значения (3.0). Более высокие отклонения этого отношения мы встречали при изучении спектров галактик Kaz 147 и Kaz 147a [16]. В их спектрах такие отклонения объяснялись линиями [FeII] $\lambda\lambda 5007$ и 5006, которые могут сливаться с линией [OII] $\lambda 5007$, а линии [FeII] $\lambda\lambda 4972$, 4951 и 4948 - с линией [OIII] $\lambda 4959$, и будет их усиливать. Так как последние три линии [FeII] по длинам волн отличаются от [OIII] $\lambda 4959$ на $8 + 13 \text{ \AA}$, то их суммарный эффект приводит к тому, что линия [OIII] $\lambda 4959$ не только усиливается и одновременно становится широкой. По всей вероятности, отмеченные отклонения для полуширины линии [OIII] $\lambda 4959$ и отношение интенсивностей $I_{\text{[OIII]}\lambda 5007} / I_{\text{[OIII]}\lambda 4959}$ у Kaz 701 объясняются тем, что физическое состояние в газовой составляющей в течение 5 лет достаточно изменялось.

Из рис.2, где приведены профили линий, построенные по наблюдениям 2004г., видно, что у каждой линии H α и H β с красных сторон профилей имеется компонент, который связан, по всей вероятности, с активностью ядра галактики, компонент у H β виден также на рис.1. С ядра галактики, как в свое время предсказал Амбарцумян об активности ядер галактик [18], было выброшено какое-то образование, по причине которого возник этот компонент. На спектрах, полученных через пять с лишним лет, этот компонент исчез, что видно из рис.1 и рис.2. Этим спектры Kaz 701 похожи на спектры Kaz 163 [7], только с той разницей, что в спектрах последнего объекта компоненты у линий H α и H β наблюдались с обеих сторон, т.е. как с красных, так и с голубых сторон линий. Наблюдения Kaz 163 показали, что

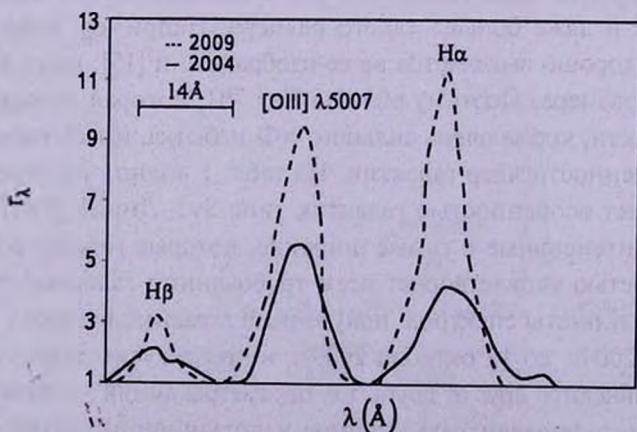


Рис.2 Профили линий H β , [OIII] $\lambda\lambda 5007$ и H α .

отмеченные компоненты также исчезли через три года после первого наблюдения [7-9].

Из табл.1 видно, что параметры спектров Kaz 701, определенные по наблюдениям, полученным в разные годы, отличаются друг от друга. С этой точки зрения Kaz 701 похожа на Kaz 102. В [5] было показано, что в спектрах квазара Kaz 102 в течение 28 лет полуширины линии FWHM довольно уменьшились, например, у линий $H\alpha$, $[OIII]\lambda 5007$ и $H\beta$, уменьшились в 1.7, 1.9 и 1.7 раз, соответственно. У тех же самых линий в течение 5 с лишним лет отмеченные параметры в спектре Kaz 701 уменьшались в 1.6, 1.2 и 1.6 раз, соответственно. Как у Kaz 102, так и у Kaz 701 изменились также их эквивалентные ширины и относительные интенсивности. Такие изменения линий говорят также о том, что в течение времени изменился также непрерывный спектр, о чем свидетельствуют изменения эквивалентных ширин линий и рис.1, где приведены области спектра между $[OIII]\lambda 5007$ и $H\beta$. Спектры обоих периодов были получены с экспозицией 50 мин, но из рис.1 видно, что эмиссионные линии в спектре, полученном в 2004г., более широкие, но менее интенсивные, чем в спектре, полученном в 2009г.

Kaz 701 имеет низкую светимость, $M_r = -15^m.8$, ее расстояние определялось при $H=75$ км/с Мпк. Можно поставить такой вопрос: сколько сейфертовских галактик находятся в сфере с таким радиусом и с такой светимостью. Округляя, можно принимать расстояние - 40 Мегапарсеков, а светимость - $M_r = -16^m$. Однако трудно найти такой каталог, который охватывал бы все галактики находящиеся в этом пространстве. С этой точки зрения самым подходящим каталогом является каталог Верона (VCV 2006) [17], который охватывает данные 108080 объектов. Из этого каталога (с вышеприведенными условиями) мы нашли всего 23 галактики типа Сейферта, данные о которых приведены в табл.2. Из них 11 галактик имеют тип Sy1 (UGC 6728 в таблице отмечается как Sy1.2 ее также отнесли к числу Sy1), 7 галактик имеют тип Sy2, как и Kaz 701, 3 из них являются лайнерами (Sy3), в том числе и Kaz 69, для двух галактик NGC 253 и NGC 4945 подтипы не определены. Мы постарались найти среди этих 23 галактик такие физические особенности, как у Kaz 701, т.е. переменности их параметров, но не нашли.

В работе [19] было показано, что из 580 галактик Казаряна 36.7% являются одиночными галактиками. Используя приведенные в ней критерии, пришли к выводу, что Kaz 701 также одиночная галактика. С другой стороны, это означает, что эволюционный путь как вышеотмеченных одиночных галактик, так и Kaz 701 отличается от таковых галактик составляющих физические системы. Если иметь в виду также то, что Kaz 701 - галактика типа Сейферта с переменным спектром, ее эволюция будет своеобразной.

Таблица 2

КОЛИЧЕСТВО ГАЛАКТИК ТИПА СЕЙФЕРТА, ВЗЯТОЕ ИЗ
КАТАЛОГА VCV (2006) С $Z < 0.01$, $M_r > -16^m.0$

№	Название галактик	Z	Sp	$V_{hel.}$	$B - V$	$U - B$	M_r
1	NGC 253	0.001	S	13 ^m .97	1 ^m .26	0 ^m .48	-14 ^m .0
2	SDSSJ01143+0055	0.004	S1	20.14	0.52	0.14	-10.9
3	SDSSJ01286-0040	0.006	S1	20.81	0.53	-0.15	-11.1
4	SDSSJ01430+1338	0.003	S2	17.74	1.42	0.93	-12.7
5	SDSSJ03043-0659	0.007	S2	19.95	0.68	-0.02	-12.3
6	SDSSJ08132+4559	0.002	S1	19.11	0.14	-0.82	-10.4
7	SDSSJ09420+5729	0.004	S1	19.54	0.4	-0.2	-11.5
8	SDSSJ10325+6502	0.006	S1	16.91	1	0.37	-15.0
9	SDSSJ10390+4140	0.002	S1	17.63	0.08	-0.56	-11.9
10	UGC6728	0.006	S1.2	15.88			-16.0
11	SDSSJ1222+0004	0.008	S1	17.43	0.23	-0.16	-15.1
12	NGC4548	0.002	S3	13.57	1.06	0.73	-15.9
13	NGC4550	0.001	S3	13.54	0.95	0.49	-14.5
14	NGC4639	0.001	S1.0	12.72	0.9	0.36	-15.3
15	SDSSJ12482-0319	0.004	S1	16.3	0.42	-0.47	-14.7
16	SDSSJ12580+0134	0.004	S2	16.32	1.66	1.05	-14.7
17	NGC4945	0.002	S	14.4	1.38	0.78	-15.1
18	Abell 1736#14	0.008	S2	17			-15.5
19	NGC5194	0.001	S2	13.47	0.91	0.39	-14.5
20	SDSSJ14418+0305	0.005	S1	19.88	0.72	0.11	-11.6
21	SDSSJ15000+0153	0.004	S2	20.35	1.02	0.63	-10.7
22	SDSSJ15083	0.006	S2	20.03	0.76	0.06	-11.9
23	Kaz 69	0.004	S3	15.3			-15.7

Таким образом, Kaz 701 как галактика типа Sy2 является одним из редких объектов среди галактик низких светимостей, если учитывать еще переменность ее спектра, то она становится уникальной галактикой.

Резюмируя можно отметить наиболее важные результаты, полученные выше:

1. Показано, что Kaz 701 имеет особенности галактик типа Sy2.
2. Определены физические параметры линий: относительные интенсивности $I_\lambda/I_{H\beta}$, эквивалентные ширины W_λ и полуширины FWHM в двух этапах наблюдений, 2004 и 2009гг.
3. Показаны изменения этих параметров с 2004 до 2009гг., причем относительные интенсивности и полуширины уменьшились, а эквивалентные ширины увеличились.
4. На спектрах, полученных в 2004г., линия [NII] $\lambda 6584$ едва заметна, а в спектрах 2009г. она значительно усилилась.
5. На спектрах, полученных в 2004г., у каждой из линий $H\alpha$ и $H\beta$

в их красных частях наблюдается компонент, на спектрах, полученных в 2009г., он уже исчез.

6. В итоге Kaz 701 является уникальным объектом с переменным спектром.

Ереванский государственный университет,
Армения, e-mail: astro@ysu.am

ON THE VARIABILITY OF THE SPECTRUM OF THE GALAXY KAZ 701

M.A.KAZARIAN, G.V.PETROSYAN

The results of spectrophotometric studies of the galaxy Kaz 701 are presented. The spectra have been obtained on a 2.6-m telescope of the Byurakan Observatory with a spectral camera SCORPIO. In the spectra of Kaz 701 strong emission lines $H\alpha$, [OIII] $\lambda\lambda 5007$, 4959, $H\beta$ have been observed, the lines [SII] $\lambda\lambda 6731$, 6717 have moderate intensities while the line [NII] $\lambda 6584$ in the spectra obtained in 2004 is hardly visible but in the spectra of 2009 become much more intensive. Lines observed in the spectrum of the galaxy are typical for galaxies such as Sy2. On the red wings each of line $H\alpha$ and $H\beta$ is observed a component in the spectra, which are obtained in 2004, while in the spectra which are obtained in 2009 this component disappeared. The relative intensities, equivalent widths and half maximum of the lines are presented. These data, obtained in different periods of observations (2004 and 2009) are quite different from each other.

Key words: *galaxies:spectra:variability - individual:Kaz 701*

ЛИТЕРАТУРА

1. М.А.Казарян, Р.Ф.Карсвел, Э.Е.Хачикян, Астрон. цирк., 813, 2, 1974.
2. М.А.Казарян, Э.Е.Хачикян, Астрофизика, 17, 661, 1981.
3. A.Treves, H.H.Fink, M.Malkan et al., Astrophys. J., 442, 589, 1995.
4. J.A. de Diego, D.Dultzin-Nacyan, E.Benitez, K.L.Thompson, Astron. Astrophys., 330, 419, 1998.
5. М.А.Казарян, А.М.Микаелян, Астрофизика, 50, 161, 2007.
6. T.Miyaji, Y.Ishisaki, Y.Ueda et al., Publ. Astron. Soc. Japan, 1, 2003.

7. М.А.Казарян, *Астрофизика*, 19, 411, 1983.
8. М.А.Казарян, В.С.Тамазян, Э.Л.Карапетян, *Астрофизика*, 31, 219, 1989.
9. М.А.Казарян, П.Рафанелли, В.С.Тамазян, М.Туратто, *Астрофизика*, 37, 5, 1994.
10. М.А.Казарян, *Астрофизика*, 37, 595, 1994.
11. М.А.Kazarian, V.Zh.Adibekyan, B.McLean, R.J.Allen, A.R.Petrosian, "A catalog of Kazarian galaxies", *Астрофизика*, 53, 69, 2010.
12. P.Massey, K.Strobel, J.V.Barnes, E.Anderson, *Astrophys. J.*, 328, 315, 1988.
13. М.А.Казарян, Г.В.Петросян, *Астрофизика*, 48, 409, 2005.
14. М.А.Казарян, Э.С.Казарян, *Астрофизика*, 16, 17, 1980.
15. М.А.Казарян, Э.С.Казарян, *Астрофизика*, 22, 431, 1985.
16. М.А.Казарян, Э.С.Казарян, *Астрофизика*, 33, 169, 1990.
17. M.P.Veron-Cetty, P.Veron, "A catalog of quasars and active nuclei", *Astron. Astrophys.*, 455, 773, 2006.
18. V.A.Ambartsumian, *La Structure et l'evolution de l'universe*, Editons stoops, Bruxelles, 1958.
19. М.А.Казарян, Ж.Р.Мартиросян, *Астрофизика*, 46, 207, 2003.

NEW TYPE OF EXTRAGALACTIC OBJECTS?

J.A.STEPANIAN¹, V.L.AFANAS'EV²

Received 5 May 2011

Accepted 25 May 2011

We have reported the discovery of a population of the normal extragalactic field galaxies with the clear presence of the strong FHIL (Forbidden High Ionized Lines) and HeII 4686 emission. In this paper we present a dozen of them extracted from the SDSS dr7. The high resolution spectra 0.86 Å/px obtained with the 6-m telescope of the Special Astrophysical observatory of Russia are introduced for one of them - SDSS J093801.63+135317.0 confirming the presence of strong and wide FHIL and HeII 4686 emission. These objects show typical narrow (FWHM ~ 120 - 250 km s⁻¹) emission lines both of HI and forbidden emission lines of [NII] 6548/84, [SII] 6717/31, [OI] 6300, [OII] 3727, [OIII] 5007/4959 with underlying stellar absorption lines, coupled with the strong FHIL emission of [FeVII] 5721, 6087, [FeX] 6375, [FeXI] 7892, [FeXIV] 5303 and HeII 4686, sometimes very broad up to 1500 km s⁻¹. Following to the direct images all morphological types is introduced: spherical, elliptical, spiral, barred spiral, etc., without morphological or other peculiarity and any sign of "standard" AGN activity. None of them are X-ray source. The appearance of the FHIL emission in normal galaxies (the objects of SBN/HII/ELG spectral types) might be one of the important sign of the beginning of the AGN activity. The existence of the numerous normal extragalactic objects with FHIL and HeII 4686 emission tell us that the link between the AGNs and the normal galaxies perhaps might be realized with the FHIL flare in normal galaxies. For all of them the existence of the non thermal source in normal galaxies should be proposed.

Key words: *FHIL emission:normal galaxies:AGN*

1. *Introduction.* The normal field galaxies are very difficult to investigate systematically because of their enormous number. All surveys without exception used selection criteria (color, UV excess, peculiarity, etc.) to isolate some proportion of the most interesting objects among the "normal" galaxies within the author's interests. In the last 50 years most of the extragalactic surveys are related with the selection of AGN (Active Galactic Nuclei) among field galaxies.

The study of AGN relies on observational data. The AGN may include any determination of the nuclear activity of the galaxy depending on the author's definition. Empirical classification of AGN is based on numerous factors including morphology, emission lines, strong emission in other regions of the electromagnetic spectrum apart from the visible. The original definition of Seyfert(Sy) galaxy was for a bright, point-like nucleus showing *wide* strong emission lines and residing in (usually) a spiral galaxy. Further Sy galaxies are classified solely on their spectral characteristics.

Many astronomers start to use as a reasonable working definition for an active galaxy the following definition: an active galaxy is one in which a

significant fraction of its total luminosity is radiation not ultimately attributed to stellar photosphere. This physical definition of AGN is very difficult to use in practice. The accurate quantitative optical classification scheme for AGN classification which led to the fundament of the physical processes ongoing in AGN/QSOs was created during the last 30 years.

A velocity cut $\text{FWHM(HI)} > 250 - 300 \text{ km s}^{-1}$ was a reasonably step to isolate the AGN from the normal field galaxies, because the velocity dispersion of the most galaxies are less than $\text{FWHM(HI)} < 250 \text{ km s}^{-1}$ [1].

Theoretical physical differences that distinguish a narrow-line AGN from HII galaxies were used by Baldwin et al. [2] in schematic diagnostic diagram for emission line objects. Further the similar diagnostic diagrams by Velleux and Osterbrock [3] became one of the standard diagnostic diagrams for AGN isolation from starburst and normal galaxies.

In parallel with the expansion of the empirical databases the recent year tendency yield the multiwavelength AGN luminosity classification where the objects might be classified as AGN if they have comparable with SyG/QSO luminosities in the corresponding waveband. An additional criterion like the presence of the FHIL (Forbidden High Ionized Lines), FeII blends, etc. start to be used in the recent years as well. Due to the dramatic increase of the observational data, and the expansions of the AGN classification criteria, the extragalactic databases are full of the opposite classifications for the same objects which seriously affect their usefulness. On the other hand a number of arguments suggest that the existing optical/multiwavelength classification schemes and diagrams for AGN classification seems not enough to cover all classes of AGN discovered to date [4].

Extragalactic surveys together with the AGN selection produced the observational data as a by-product for hundreds of thousand normal field galaxies - the "soup" of extragalactic objects consisting of emission and absorption line galaxies, unknown objects, unclassified, etc. The existing databases for extragalactic objects available to date allow as returning to the analysis of the subtypes of the extragalactic objects among the field galaxies.

The spectral and other information available in the literature have been systematically analyzed for more than 1500000 extragalactic objects. Spectral data for a few hundred thousand objects were re-measured using our own software. An attempt was made to classify them using the known standard classification scheme for extragalactic objects. An attempt was made also to compile the low-redshifted AGN database with $z < 0.33$ (complete sample) and $z < 0.83$ (partly complete sample) in optical window 3300 - 9200 Å using the classical definition for AGN established in the literature.

Starting from the Markarian survey in 1963 [5] (later on called First Byurakan Survey - FBS, 1963-1980), through the Second Byurakan Survey

(SBS), 1973-1991 [4 and references therein], using the results of the hundreds of extragalactic surveys up to the most powerful Sloan Digital Sky Survey (SDSS), [6], in parallel with their publications we try to analyze, re-reduce and summarize the published original observational data aiming to the creation of the precise AGN database.

The analysis of the best quality high resolution ($R < 2A$) spectral information for extragalactic objects spread in the literature resulted:

- the classical optical definition for Sy galaxies; the traditional use of the velocity cut limit $\text{FWHM}(\text{H I}) > 250 - 300 \text{ km s}^{-1}$ for AGN separation from starburst and normal galaxies, the "broad" and "narrow" emission line width cut [$\text{FWHM}(\text{H I}) > 1000 \text{ km s}^{-1}$ for broad and $< 1000 \text{ km s}^{-1}$ for "narrow" line AGN, $[\text{FWHM}(\text{H}\beta)] < 2000 \text{ km s}^{-1}$ for NLS1 separation, the secondary classification criteria for Sy2s, $[\text{NII}]6584/\text{H}\alpha 6563 > 0.6$, $[\text{OIII}]5007/\text{H}\beta 4861 > 3$, LINERs $[\text{NII}]6584/\text{H}\alpha 6563 > 0.6$, $[\text{OI}]6300/[\text{OIII}]5007 > 1/3$, $[\text{OII}]3727/[\text{OIII}]5007 > 1$, etc., reject thousands of objects which should be classified as AGN. Similarly with the emission line diagnostic diagrams which used the emission line ratio only of the numbers of emission lines like $[\text{OIII}]4959/5007$, $[\text{OII}]3727$, $[\text{OI}]6300$, $\text{H}\alpha 6563$, $\text{H}\beta 4861$, $[\text{NII}]6648/84$ and $[\text{SII}]6717/31$.

The existence of the objects with the FHIL emission which following to Osterbrock and Dahari[7] should be proposed as AGN, the use of the presence of FeII blends in optical region, the multiwavelength definition for AGN, completely smooth the borders between the AGN and non-AGN.

The discrepancies of the AGN classification and their separation from normal galaxies still come from two main reasons - the relatively low spectral resolution $R \sim 5 - 10 \text{ \AA}$ and low $S/N \sim 15 - 20$ available for thousands of AGN and other extragalactic objects observed in the last decades and the absence of the general agreement among astronomers as to precise definition of an active galaxy.

The final sample of the relatively bright AGNs with $z < 0.4$ with the best spectroscopic data available in the literature we were able to isolate and re-reduce their data consists of about 35000 objects. All of them were classified within the standard classification scheme of Seyfert galaxies. Most of them easily fall into known classes of objects, but the others cannot be classified within the known classification scheme.

We assume that at least a few groups each of a few hundred objects perhaps represent new population of extragalactic objects, in particular AGN, not yet recognized.

There were many attempts to search the objects with very narrow emission lines typical for SBN or HII with the presence of HeII 4686. Osterbrock and Robertis[8] show that HeII 4686 is not observed in HII regions or in nearly any galaxies known to be photoionized by OB stars. Normal galactic O stars apparently do not emit enough far-ultraviolet radiation to produce any appreciable

amount of ionization from He^+ to He^{++} .

Our discovery is that, not only HII like galaxies with HeII 4686 emission exist; besides of the classical AGN, there are numerous emission and/or absorption line normal field galaxies showing not only HeII 4686 emission, but also very strong FHIL emission of [FeVII]5721, 6087, [FeX]6375, [FeXI]7892, [FeXIV] 5303, often very broad ($1500\text{--}2000 \text{ km s}^{-1}$). So, the FHIL emission is not only the priority of the classical AGNs. If the presence of the FHIL emission is the indicator of the AGN activity, then all these objects independent of their spectral types should be classified as AGN. For all of them the existence of the non thermal source in normal galaxies should be proposed.

The conclusion is that, there are numerous extragalactic objects with narrow emission lines typical for normal field galaxies pointing the presence of the non thermal energy source.

2. FHIL emission lines and the AGN phenomena. The first report of very highly ionized iron in Seyfert galaxies was by O.C.Wilson in 1956 (references in Oke and Sargent [9]. Furthermore Osterbrock [10]; Nussbaumer and Osterbrock [11]; Netzer [12]; Osterbrock and Koski[13], etc., mentioned the detection of the FHIL emission in particular [FeX]6375 in Seyfert galaxies).

Astronomers in general seem agree to the comments of Osterbrock and Dahari [7] - if the objects show the iron forbidden high-ionization (FHILs) "coronal" emission lines, they certainly are AGN, so the presence of FHIL emission lines proposed as one of the sign of the AGN nature of the object. FHIL definition - the objects showing any forbidden line having an ionization potential $IP > 100 \text{ eV}$, [FeVII] 6087 $IP \sim 100 \text{ eV}$, [FeX] 6375 $IP > 250 \text{ eV}$, [FeXIV] 5303 $IP > 260 \text{ eV}$ - indicators of the $Te \sim 10^6 \text{ K}$. Historically the [FeX] line and other highly ionized species have been referred in the literature as "coronal lines" because these species were first identified in the spectra of the solar corona.

For Sy1s and Sy1.5 Osterbrock [14] mentioned that in addition to their broad permitted emission lines of H I, He I, He II and Fe II, narrow-line spectra very similar to Sy2, but often with stronger high-ionization lines such as [NeV] 3346, 3426, [FeVII] 5721, 6087, [FeX] 6375 and [FeXI] 7892 are clearly presented.

Osterbrock and Martel [15] show that many Sy1.8, 1.9 and Sy2 show weak [FeX]. Koski [16] presented 20 Sy2s many with [FeVII] 5721, 6087 and [FeX]6375 emission and suggest that the Sy2 phenomenon refer only to those spectra with strong emission lines of high ionization ions like [NeV]3346, 3426 and HeII 4686. Most of Sy2s do not show these emission lines. Veilleux [17] shows that high-ionized Sy galaxies shows in their spectrum besides HeII 4686 emission also [FeVII]5721, 6087 and [FeX]6375.

Veron et al. [18] mentioned that all NLS1s in their sample show FeII emission with various strength, but only 1/7-th of them show in addition [FeVII] 5721, 6087 and [FeX]6375 emission lines.

During the last 30 years astronomers discovered numerous extragalactic objects with the rare for AGN properties, i.e., Mkn1388, Mkn477, Mkn142, Mkn359, Mkn42, etc. Osterbrock [19] described Mkn1388 as a very rare, unusual, exceptional case of Sy galaxies combining a relatively strong featureless continuum and high level of ionization, similar to typical Sy1 galaxies, with narrow HI and forbidden lines, similar to typical Sy2 galaxies. Mkn1388 shows high-ionization lines in particular, of [FeVII]5721, 6087 and [FeX]6375 and a strong featureless continuum, but narrow HI lines. Osterbrock and Pogge [20, OP85] note that Mkn1388 and Mkn359 may, perhaps, be most simply described as unusually high-ionization Sy2 galaxies. Mkn1388 included in OP85 as NLS1s on the basis of the strong emission lines of [FeVII] 5721, 6087 and [FeX] 6375. Mkn477 and similar objects are the other group of non typical unusual Sy2 galaxies with [FeVII] 5721, 6087 and [FeX]6375 emission. Until now they are called in the literature as unique, exceptional, unusual, rare, etc. Their nature still is a subject of discussions. In the last decades the number of objects cited as unusual, exceptional, etc., reach to enormous number.

In the last years two unusual objects; SDSSJ095209.56+214313.2 and SDSSJ124134.25+442639.2 with the extremely strong FHIL emission were reported by Komossa et al. [21,22] and Gelbord et al. [23]. Komossa et al. mentioned that the optical spectrum of SDSSJ095209.56+214313.3 and its multiwavelength properties turned out to be exceptional. The optical spectrum is dominated by strong iron coronal lines with the highest ratios of several [FeVII]5721, 6087 transitions over [OIII]5007 measured among galaxies. Gelbord et al.[23] have published the results of the search of the FHIL emission objects among the SDSS dr6 selected on the basis of their [Fe X] 6374 emission. They have defined a sample of 63 AGN with strong FHIL emission (totally 200 candidate objects were selected), yielding one of the largest and the most homogeneous sample of FHIL-emitting galaxies with $z < 0.4$. Except one galaxy, SDSSJ124134.25+442639.2 the sample of Gelbord et al, consist of 14 Sy1, 12 NLS1, 16 Sy1.5, 3 Sy1.9 and 18 Sy2.

Astronomers in general agree that "classical" Sy2 galaxies do not show FeII blends, and as a rule not show high-ionized lines of [FeVII]5721, 6087 and [FeX]6375 emission. Nevertheless of that, hundreds of objects with $300 < \text{FWHM}(\text{HI}) < 2000 \text{ km s}^{-1}$, $[\text{NII}]6584/\text{H}\alpha 6563 > 0.6$, $[\text{OIII}]5007/\text{H}\beta 4861 > 3$, strong [FeVII] 5721, 6087, [FeX] 6375, [FeXI] 7892 emission and/or weak FeII blends 4600-4800 Å, 5100-5300 Å still included both in the Sy2 class of AGNs and NLS1 samples.

3. FHIL emission in normal field galaxies. Perhaps it is the first systematic search of the FHIL emission for normal emission and absorption line field galaxies.

As was mentioned above, more than 35 000 AGN with the best quality data with $z < 0.4$ we have isolated among the SDSS dr7 extragalactic objects.

More than 4000 of them show strong FHIL emission lines. Most of them should be classified as classical AGN of the well established Seyfert types. The FHIL emission in AGNs is not rare, AGN with FHIL emission lines (excluding LINERs) constitute at least 20% of all types of AGN. Besides of the classical AGN showing FHIL emission, numerous extragalactic objects showing strong FHIL emission lines, sometimes very broad, combined with the presence of narrow optical emission lines of typical ELG, HII and/or other types of field galaxies were isolated as well. We divide the latters into two groups:

1. A group of normal emission-line galaxies with narrow (FWHM ~ 120 - 250 km s^{-1}) "standard in optical region" ([NII]6584/48, [SII]6717/31, H α 6563, H β 4861, [OIII]5007/4959, [OII]3727, [OI]6300/6363) etc. emission lines with underlying stellar absorption, coupled with strong sometime broad (FWHM ~ 1500 - 2000 km s^{-1}) emission lines of [FeVII]5721, 6087, [FeX]6375, [FeXI]7892, [FeXIV] 5303 and HeII 4686.

2. The objects with narrow FWHM ~ 120 - 250 km s^{-1} emission lines both for FHIL and "standard in optical region" lines.

Table 1 presents the basic data for a dozen of objects with $z < 0.4$ FHIL and HeII 4686 emission lines selected from the SDSS dr7. Column 1 - the J2000 coordinates, 2- the SDSS name, 3- the SDSS spectral name, 4 -the redshift, 5 - the SDSS g magnitude. The spectral images of the objects given in Table 1 might be found in <http://www.sdss.org/cas.sdss.org/astrodr7/en/tools/getimg>.

Table 1

BASIC DATA FOR OBJECTS

	J2000	SDSS name	SDSS spectral name	z	g
1	02 ^h 12 ^m 01.5+00 ^s 39'39.6	J021201.64+003939.6	33.00683+0.66102	0.205	19.36
2	03 12 45.9-06 08 54.5	J031245.89-060854.5	48.18121-6.14847	0.253	19.54
3	08 27 13.4+16 35 17.3	J082713.39+163517.3	126.80581+16.58816	0.096	18.54
4	09 16 19.0+19 59 36.6	J091619.00+195936.6	139.07920+19.99353	0.302	19.61
5	09 38 01.6+13 53 17.0	J093801.63+135317.0	144.50682+13.88808	0.101	17.12
6	13 24 40.5+31 18 06.1	J132440.51+311806.1	201.16882+31.30172	0.194	18.43
7	13 27 51.0+23 06 14.6	J132751.00+230614.6	201.96254+23.10406	0.198	17.50
8	13 50 01.5+29 16 09.6	J135001.49+291609.6	207.50623+29.26936	0.078	18.26
9	14 29 58.2+47 56 32.9	J142958.16+475632.9	217.49236+47.94248	0.078	17.73
10	14 42 42.4+26 58 05.8	J144242.45+265805.9	220.67691+26.96831	0.063	17.07
11	15 30 15.4+11 54 03.6	J153015.39+115403.6	232.56415+11.90102	0.095	17.69
12	15 39 52.3+25 03 03.7	J153952.25+250303.7	234.96772+25.05106	0.092	18.33

4. *Observations.* We have performed the high resolution 0.86 Å/px spectroscopic observations for the candidate objects presented in Table 1 with the 6-m telescope of the Special Astrophysical observatory of Russia.

Here we are presenting the spectra of the SDSS J093801.63+135317.0 obtained with the 6-m telescope first 20.03.2010 with spectrograph SCORPIO in the long

slit mode, with the grating VPHG550G giving dispersion 2.1 Å/px in wavelength range 3800-7500 Å, exposure 5400 s, then 16.04.2010 with the grating

SDSS J093801.63+135317.0

RA=144.50682, DEC=13.88808, MJD=54092, Plate=2580, Fiber=470

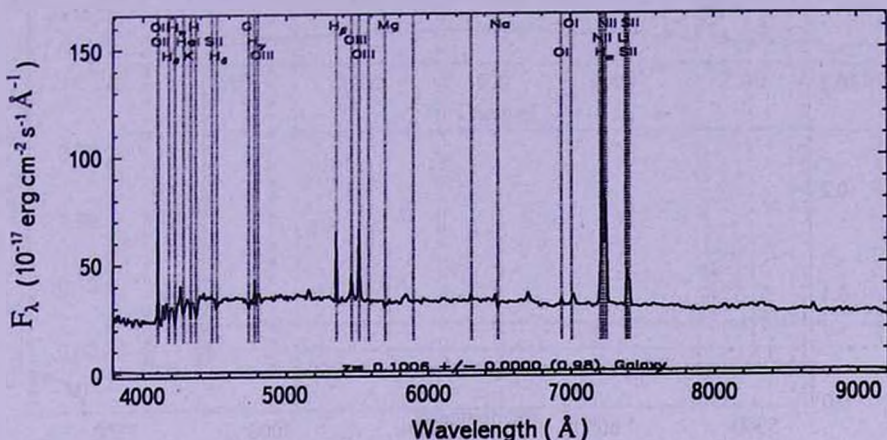


Fig.1. The postscript image of the original spectrum of the SDSS J093801.63+135317.0. Strong and broad HeII 4686, [FeVII] 5721 and 6087, [FeX] 6375, [FeXI] 7892 and [FeXIV] 5303 are clearly seen.

SDSS J093801.63+135317.0

2010/20/03 J0938+1353 exposure 5400 s redshift 0.100

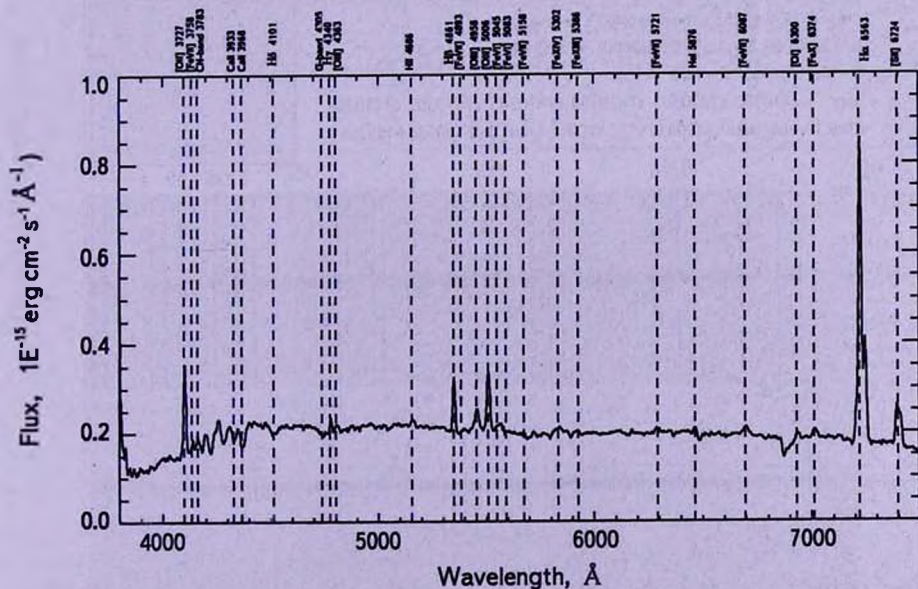


Fig.2 The long slit spectra of the SDSS J093801.63+135317.0 obtained 20.03.2010 (2.1 Å/px) with the 6-m telescope in waveband 3800-7500 Å confirming the presence of the strong and broad FHIL and HeII 4686 emission lines.

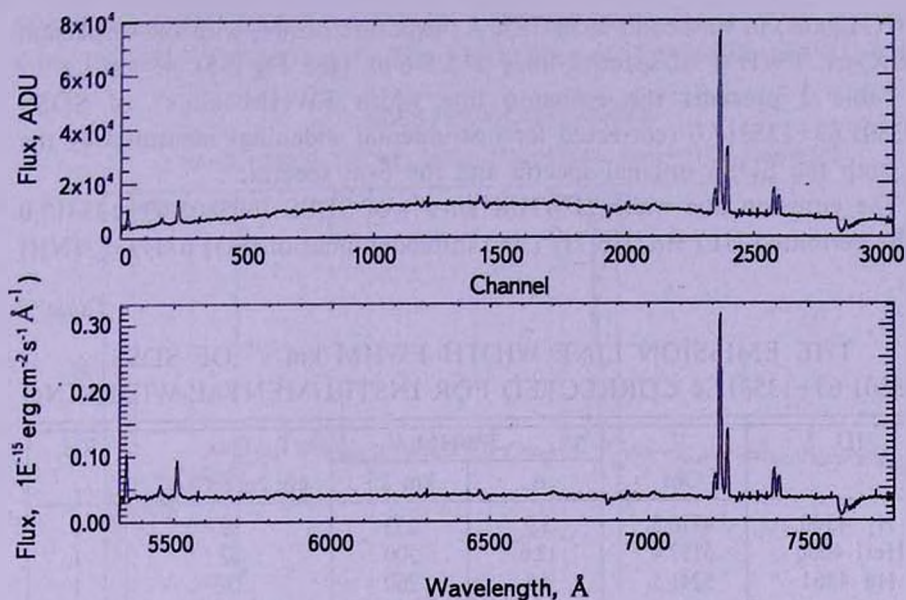


Fig.4. The end.

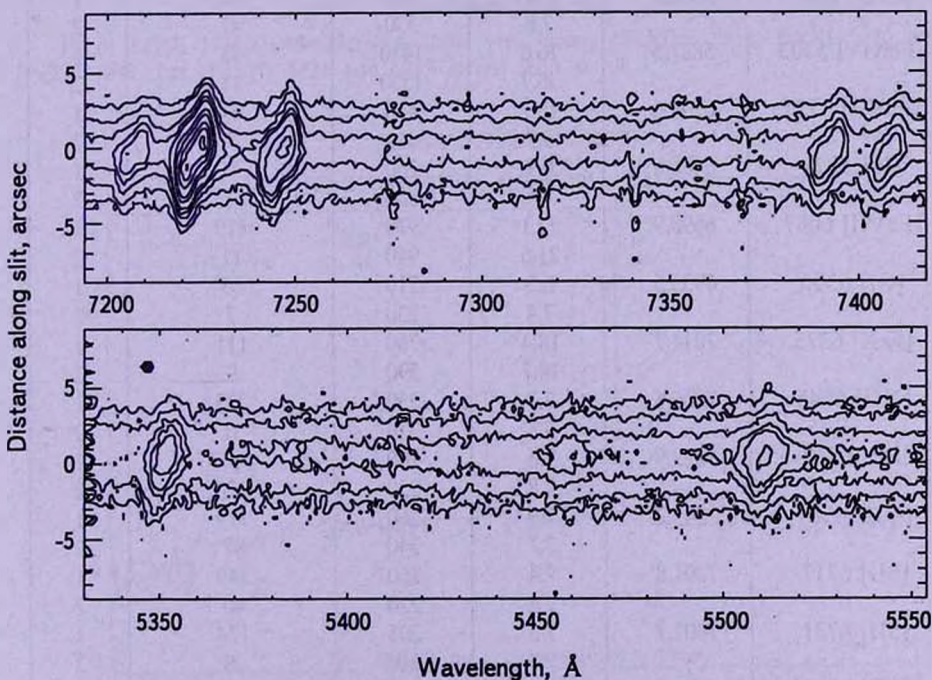


Fig.5. The isophots of the emission line profiles of [NII] 6548/84, H α 6563, [SII] 6717/31, H β 4861 and [OIII] 4959/5007 along the slit from the spectra obtained 16.04.2010 (0.86 $\text{\AA}/\text{px}$) with the 6-m telescope.

VPHG1200R, in waveband 5350-7750 Å, exposure 5400s, with the dispersion 0.86 Å/px. FWHM of spectral lines is 5.5-6 px (see Fig.1-5).

Table 2 presents the emission line width FWHM km s⁻¹ of SDSS J093801.63+135317.0 (corrected for instrumental widening) measured by the use both the SDSS original spectra and the 6-m spectra.

The emission line width (FWHM km s⁻¹) of SDSS J093801.63+135317.0 of the permitted H I (H α , H β , H γ) and forbidden lines of [SII] 6717/31, [NII]

Table 2

THE EMISSION LINE WIDTH FWHM km s⁻¹ OF SDSS
J093801.63+135317.0 CORRECTED FOR INSTRUMENTAL WIDENING

ID	λ Obs	FWHM		Flux erg cm ⁻² s ⁻¹ Å ⁻¹	Ref.
		Å	km s ⁻¹		
H γ 4340	4776.3	3.9	233	89	1
HeII 4686	5157.4	13.6	700	52	1
H β 4861	5241.5	4.8	260	332	1
		5.0	260	253	2
[OIII] 4959	5456.8	7.4	360	135	1
		9.1	400	17	2
[OIII] 5007	5509.5	7.4	360	404	1
		7.6	330	47	2
[FeXIV] 5303	5837.5	26.6	1450	95	1
		30.7	1550	11	2
[FeVII] 5721	6296.6	10.2	450	47	1
		9.7	410	7	2
HeI 5876	6466.8	6.9	260	41	1
		7.4	250	7	2
[FeVII] 6087	6698.9	22.1	970	119	1
		21.5	940	11	2
[OI] 6300	6933.5	6.3	210	35	1
		7.4	230	7	2
[FeX] 6375	7014.7	18.4	760	111	1
		14.7	590	9	2
[NII] 6548	7206.6	7.7	250	235	1
		7.3	220	31	2
H α 6563	7222.9	7.6	260	1807	1
		7.8	250	273	2
[NII] 6584	7245.2	7.9	260	719	1
		7.7	240	97	2
[SII] 6717	7391.8	7.4	260	249	1
		7.4	220	40	2
[SII] 6731	7407.7	7.3	205	174	1
		7.3	210	29	2
[ArIII] 7136	7854.6	5.3	180	9	1
[FeXI] 7892	8684.3	15.3	500	62	1

1- SDSS. Data of obs. 18.12.2006, 3800-9200 Å, flux units 10⁻¹⁷ erg cm⁻² s⁻¹ Å⁻¹

2- BTA. Data of obs. 16.04.2010, 5350-7750 Å, 0.86 Å/px, flux units 10⁻¹⁵ erg cm⁻² s⁻¹ Å⁻¹

6548/84 and [OII] 6300 have FWHM ~ 200 -250 km s $^{-1}$. [OIII] 4959 and 5007 show FWHM ~ 330 -400 km s $^{-1}$. The FHIL lines of [FeX]6375, [FeVII] 6087,

SDSS J135001.49+291609.6

RA=207.50623, DEC=29.26936, MJD=53848, Plate=2114, Fiber=443

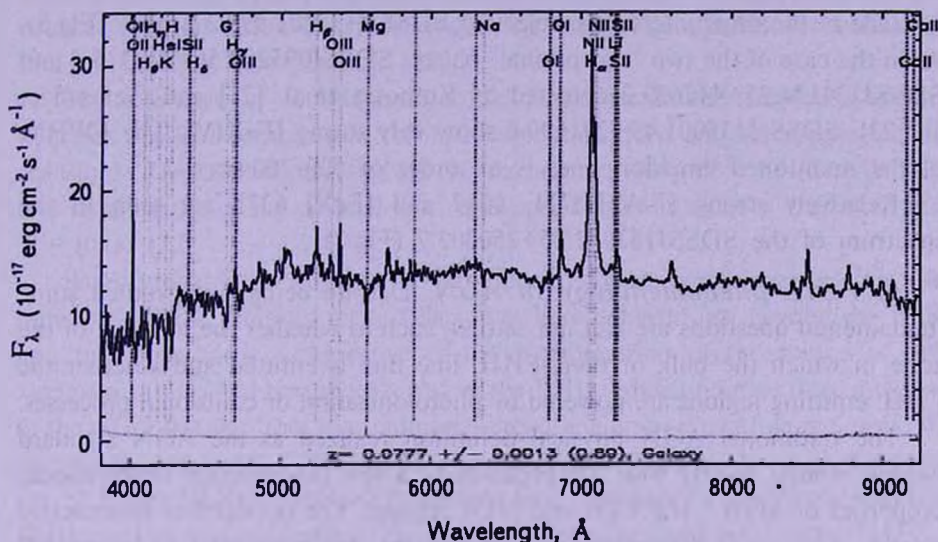


Fig.6. SDSS J135001.49+291609.6 show very strong [FeXIV] 5303, [FeX] 6375 and [FeXI] 7892, but [FeVII] 5721 and 6087 is not seen at all.

SDSS J153952.25+250303.7

RA=234.96772, DEC=25.05106, MJD=53917, Plate=2165, Fiber=527

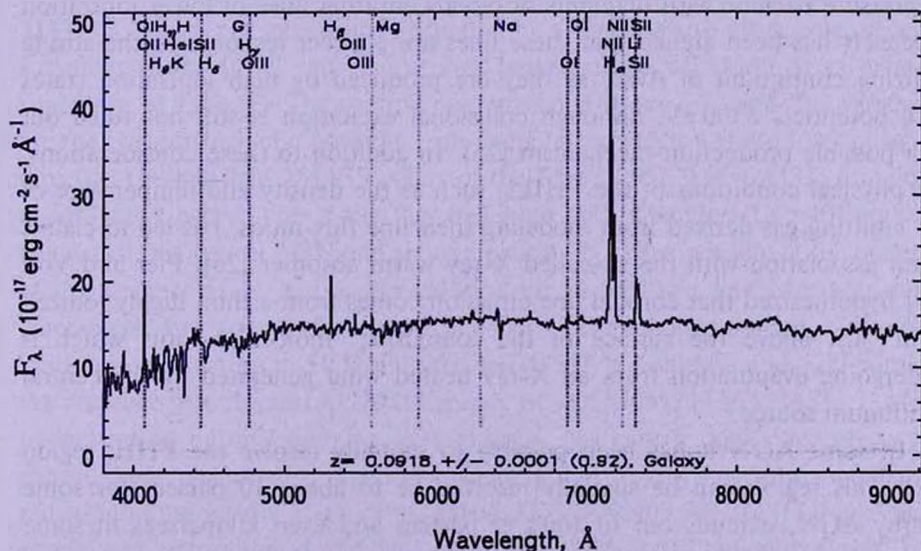


Fig.7. Relatively strong [FeVII] 5721, 6087 and [FeX] 6375 are seen in the spectrum of the SDSS J153952.25+250303.7.

5721, [FeXIV]5303 and HeII 4686 show much broader emission line width, FWHM $\sim 410\text{--}1550 \text{ km s}^{-1}$. The emission line ratios put the object in standard diagnostic diagrams among HII objects. The profiles of the FHIL emission are symmetric, they are not blueshifted. The radial disk rotation velocity calculated from the emission line profiles is about 250 km s^{-1} .

One of the most interesting objects is SDSS J135001.49+291609.6 (Fig.6). As in the case of the two "exceptional" objects SDSSJ095209.56+214313.2 and SDSSJ124134.25+442639.2 detected by Komossa et al. [21] and Gelbord et al. [23], SDSS J135001.49+291609.6 show very strong [FeXIV]. The FWHM of the mentioned emission lines is an order of $500\text{--}700 \text{ km s}^{-1}$.

Relatively strong [FeVII]5721, 6087 and [FeX] 6375 are seen in the spectrum of the SDSSJ153952.25+250303.7 (Fig.7).

5. FHIL phenomenology in AGN. Despite being well studied some fundamental questions are still not settled, such as whether the location of the zone in which the bulk of their FHIL line flux is emitted and whether the FHIL emitting regions are powered by photoionization or collisional processes.

The traditional AGN physical definition realized as the AGN standard models related mostly with the presence of a few fundamental observational properties of AGN - the BLR and NLR regions. The optical flux from active galaxies consists of three components: starlight, radiation emitted by ionized gas and nonthermal radiation [24]. It is generally believed that the nonstellar continuum radiation heats and ionizes the emission-line region [14].

Oke and Sargent [9] originally proposed that the high excitation lines were emitted by a hot, collisionally ionized gas with a $T_e \sim 10^6 \text{ K}$, surrounding and in pressure balance with filaments or clouds emitting lines of lower ionization species. It has been argued that these lines are a direct response to the strong ionizing continuum of AGN as they are produced by high ionization states with potentials $>100 \text{ eV}$, although collisional excitation is still not ruled out as a possible production mechanism [25]. In addition to these considerations, the physical conditions of the FHILs, such as the density and temperature of the emitting gas derived from modeling their line flux ratios, has led to claims of an association with the so-called X-ray warm absorber [26]. Pier and Voit [27] hypothesized that coronal line emission comes from a thin, highly ionized "skin" just above the surface of the "obscuring" molecular torus which is undergoing evaporation from an X-ray heated wind generated by the central continuum source.

In some AGN it has been possible to spatially resolve the FHIL region [28]. This region can be spatially resolved be to about 10 parsecs for some nearby AGN, extends out to 100's of parsecs and even kiloparsecs in some cases [29,30]. A consequence of the properties is that FHILs may be employed as diagnostics of outflows from the inner regions of the AGN [28,31].

The emission lines from the FHIL region in Sy galaxies typically have a FWHM of 1000 - 3000 km/s, and are significantly narrower than the broadest components of the permitted lines observed in the same AGN and reached a maximum luminosity around $R \sim 10^{18} - 10^{19}$ cm (0.3 - 3 pc). High-ionization coronal lines [FeVII], [FeX] and [FeXI] tend to be blueshifted relative to, and broader low-ionization lines; the systematic blueshift indicates an outflow of the gas emitting these features [32].

The existence of forbidden lines indicates that in the respective region densities are low enough that the forbidden transitions are not suppressed by collisions. The critical densities are of the order of $10^7 - 10^{10}$ cm⁻³. The density and temperature of the coronal line region are of the order of $n_e \sim 10^6$ cm⁻³ and $T_e \sim 10^5$ K [32].

Based on the basic generic AGN components it has been suggested that the innermost FHIL emitting regions lie somewhere between just beyond the BLR and the dusty torus. Irrespective of the interpretation of the source of this kinematics, it is clear that at least part of the FHIL emission arises from a region of the AGN distinct from the traditional broad line and narrow line regions [33]. Further evidence that FHILs arise from an "intermediate" region (i.e. between the BLR and NLR) is provided by integral field observations of the near infrared FHILs in two of the closest AGN: the Circinus galaxy and NGC 4051 [34,35].

The AGN models are consistent with the picture that the energetic source for the FHIL production is X-ray reflection which heated the gas above the accretion disk originated by the powerful central engine in intermediate zone between the BLR and molecular torus.

Komossa et al. [22] discussed the outburst scenarios for SDSSJ095209.56+214313.3 in terms of stellar tidal disruption by a supermassive black hole, peculiar variability of an AGN, and a supernova explosion (the explosion of an extreme supernova of Type II). The spectral properties and strong emission-line variability are the consequence of a powerful high-energy flare which was itself not observed directly. The pre-flare 2MASS colors of the SDSSJ095209.56+214313.3 indicate a non-active galaxy, the X-ray flux measured with Chandra ($L_x \sim 10^{40}$ erg s⁻¹ is below that of a typical AGN and above a typical SN), does not hint at the presence of a permanent AGN, and the optical spectrum barely has a detectable non-stellar component. The temperature sensitive line ratio implies photoionization as dominant ionization mechanism in SDSSJ095209.56+214313.3. Komossa et al. [22] consider the presence of a classical AGN at the core of SDSSJ095209.56+214313.3, which underwent an unusual outburst, very unlikely. No known non-active galaxy has shown these phenomena. The conclusion is that a very energetic outburst of radiation in the inner 1.5 kpc of the galaxy SDSSJ095209.56+214313.3 take place which was not observed directly. Only the reprocessed radiation into FHIL emission lines was observed.

To estimate the rate of such an unusual objects Komosa et al. [22] undertaken a quick-look search among the SDSS galaxies and detected at least two more events (Komosa et al. and Zhou et al., in preparation). Taking 3 safely identified so far results, they estimate the lower limit on the event rate is 4×10^{-6} /galaxy/(a few years).

The sample we have isolated consists of hundreds of candidate objects with strong, moderate, weak and/or suspected FHIL emission. The high resolution spectral observation is needed to confirm the presence of the FHIL emission for candidate objects. Our preliminary spectral observations during the last years confirm the presence of strong FHIL emission in many of them.

How the traditional AGN models described above might be applied to the new population of extragalactic objects a dozen of which we present in this paper? Could the existence of the numerous normal field galaxies with strong FHIL emission be consistent with the cumulative effects of the Type II supernova scenarios or other scenarios discussed by Komossa et al. [22].

The objects we discuss are normal non-active field galaxies the spectrum of which show narrow HI and forbidden lines co-added with strong, sometimes very broad FHIL emission lines without the presence of any classical AGN properties. The questions to be explained are:

1. What is the origin of the strong FHIL lines in "normal" field galaxies presented above?

2. How may coexist so strong FHIL emission lines, sometimes very broad ($\sim 1500 \text{ km s}^{-1}$), with the narrow emission lines in normal galaxies without any peculiarity or sign of AGN?

6. *Summary.* We have reported the discovery of a population of the normal extragalactic field galaxies with HII like emission and/or absorption line spectra with the clear presence of the strong FHIL and HeII 4686 emission. In this paper we present a dozen of candidate objects.

The high resolution $0.86 \text{ \AA/px}$ spectra obtained with the 6-m telescope of the Special observatory of Russia are presented for one of them - SDSSJ093801.63+135317.0, confirming the presence of strong and wide FHIL and HeII 4686 emission.

These objects show typical narrow ($\text{FWHM} \sim 120\text{-}250 \text{ km s}^{-1}$) emission lines both of HI and forbidden emission lines of [NII]6548/84, [SII]6717/31, [OI]6300, [OII]3727, [OIII]5007/4959 with underlying stellar absorption lines, coupled with the strong FHIL emission of [FeVII]5721, 6087, [FeX]6375, [FeXI]7892, [FeXIV]5303 and HeII 4686, sometimes very broad FWHM up to 1500 km s^{-1} . Many of them do not show the $\text{H}\beta$, [OI] and [OIII] emission lines, but strong FHIL emission. Following to the direct SDSS images all morphological types is introduced: spherical, elliptical, spiral, barred spiral, etc., without morphological or other peculiarity and any sign of standard AGN

activity. None of them are X-ray source.

The appearance of the FHIL emission in normal galaxies (the objects of SBN/HII/ELG/ABS spectral types) might be one of the important sign of the beginning of the AGN activity.

The existence of the numerous normal extragalactic objects with FHIL emission tells us that the link between the AGNs and the normal galaxies perhaps might be realized with the FHIL flare in normal galaxies. For all of them the existence of the non thermal source in normal galaxies should be proposed, which may significantly change our understanding of the AGN phenomena.

Authors thank H. Harutyunian for his comments and reduction of the text.

¹ 3D Astronomy center, Mexico D.F., Mexico;

e-mail: jivan_stepan@yahoo.com

² Special astrophysical observatory, Russia, e-mail: vafan@sao.ru

НОВЫЙ ТИП ВНЕГАЛАКТИЧЕСКИХ ОБЪЕКТОВ?

Дж.А.СТЕПАНЯН¹, В.Л.АФАНАСЬЕВ²

Обнаружена популяция нормальных внегалактических объектов с сильными FHIL (Forbidden High Ionized Lines) и HeII 4686 эмиссионными линиями. В этой статье мы приводим данные о 12 объектах из SDSSdr7. Спектр с высоким разрешением 0.86 Å/px, полученный на 6-м телескопе Специальной астрофизической обсерватории России, приведен для одной из них - SDSSJ093801.63+135317.0, подтверждающей наличие сильной и широкой FHIL и HeII 4686 эмиссионных линий. Эти объекты показывают типичные узкие ($\text{FWHM} \sim 120 - 250 \text{ км с}^{-1}$) эмиссионные линии как для HII, так и запрещенных эмиссионных линий [NII] 6548/84, [SII] 6717/31, [OI] 6300, [OII] 3727, [OIII] 5007/4959 в сочетании со звездными линиями поглощения, и сильными FHIL эмиссионными линиями [FeVII] 5721, 6087, [FeX] 6375, [FeXI] 7892, [FeXIV] 5303 и HeII 4686, иногда очень широкими $\sim 1500 \text{ км с}^{-1}$. Согласно прямым изображениям представлены все морфологические типы: сферические, эллиптические, спиральные, спиральные с перемычками т.д., без каких-либо морфологических или других особенностей, характерных для "стандартной" AGN активности. Ни один из этих объектов не является источником рентгеновского излучения. Наличие FHIL эмиссионных линий в нормальных галактиках (объекты SBN/HII/ELG спектральных типов) могут быть одним из важных признаков

начала активности в ядрах галактик. Существование множества нормальных внегалактических объектов с FHL и HeII 4686 эмиссионными линиями позволяет предположить, что связь между AGN и нормальными галактиками, возможно, может быть реализована FHL вспышками в нормальных галактиках. Для всех этих объектов необходимо предложение о существовании нетеплового источника излучения в нормальных галактиках.

Ключевые слова: *FHL эмиссия:нормальные галактики:AGN*

REFERENCES

1. *D.Weedman*, *Astrophys. J.*, **167**, 23, 1971.
2. *J.A.Baldwin, M.M.Phillips, R.Terlewich*, *Publ. Astron. Soc. Pacif.*, **93**, 5, 1981.
3. *S.Veilleux, D.E.Osterbrock*, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **63**, 295, 1987.
4. *J.A.Stepanian*, *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica*, **41**, 155, 2005 (SBS).
5. *B.E.Markarian*, *Soobsh. Byurakan. Obs.*, **34**, 3, 1963 (FBS).
6. *K.N.Abazajian et al.*, *SDSS dr7*, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **182**, 543, 2009.
7. *D.E.Osterbrock, O.Daharl*, *Astrophys. J.*, **273**, 478, 1983.
8. *D.E.Osterbrock, M.M. de Robertis*, *Publ. Astron. Soc. Pacif.*, **97**, 1129, 1985.
9. *J.B.Oke, W.L.W.Sargent*, *Astrophys. J.*, **151**, 807, 1968.
10. *D.E.Osterbrock*, *Astrophys. J. Letters*, **4**, 57, 1969.
11. *H.Nussbaumer, D.E.Osterbrock*, *Astrophys. J.*, **161**, 811, 1970.
12. *H.Netzer*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **169**, 579, 1974.
13. *D.E.Osterbrock, A.T.Koski*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **176**, 61P, 1976.
14. *D.E.Osterbrock*, *Publ. Astron. Soc. Pacif.*, **103**, 874, 1991.
15. *D.E.Osterbrock, A.Martel*, *Astrophys. J.*, **414**, 552, 1993.
16. *A.T.Koski*, *Lic. Obs.*, **786**, 1, 1978.
17. *S.Veilleux*, *Astron. J.*, **95**, 1695, 1988.
18. *M.P.Veron-Cetty, P.Veron, A.C.Goncalves*, *Astron. Astrophys.*, **372**, 730, 2001.
19. *D.E.Osterbrock*, *Publ. Astron. Soc. Pacif.*, **97**, 25, 1985.
20. *D.E.Osterbrock, R.W.Pogge*, *Astrophys. J.*, **297**, 166, 1985.
21. *S.Komossa, H.Zhou, T.Wang et al.*, *Astrophys. J.*, **678**, L13, 2008.
22. *S.Komossa, H.Zhou, A.Rau et al.*, *Astrophys. J.*, **701**, 105, 2009.
23. *J.M.Gelbord, J.R.Mullaney, M.J.Ward*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **397**, 172, 2009.
24. *M.H.Demoulin, F.R.Burbidge*, *Astrophys. J.*, **154**, 3, 1968.
25. *M.V.Penston, R.A.E.Fosbury, A.Boksenberg, M.J.Ward, A.S.Wilson*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **208**, 347, 1984.
26. *D.Porguet, A.-M.Dumont, S.Collin, M.Mouchet*, *Astron. Astrophys.*, **341**, 58, 1999.
27. *E.A.Pier, M.G.Voit*, *Astrophys. J.*, **450**, 628, 1995.

28. *A.Rodriguez-Ardila, A.M.Prieto, S.Vielgas, R.Gruenwald*, *Astrophys. J.*, **653**, 1098, 2006.
29. *N.Bennert, B.Jungwiert, S.Komossa, M.Haas, R.Chini*, *Astron. Astrophys.*, **456**, 953, 2006a.
30. *N.Bennert, B.Jungwiert, S.Komossa, M.Haas, R.Chini*, *Astron. Astrophys.*, **459**, 55, 2006b.
31. *J.P.Millaney, M.J.Ward, C.Done, G.J.Ferland, N.Schurch*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **394**, L16, 2009.
32. *U.I.Erkens, I.Appenzeller, S.Wagner*, *Astron. Astrophys.*, **323**, 707, 1997.
33. *J.P.Millaney, M.J.Ward*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **385**, 53, 2008.
34. *S.F.Mueller, R.I.Davies, F.Eisenhauer et al.*, *Astron. Astrophys.*, **454**, 481, 2006.
35. *R.A.Riffel, T.Storchi-Bergman, C.Wingle et al.*, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **385**, 1129, 2008.

ENVIRONMENTAL DEPENDENCE OF OTHER
PROPERTIES OF MAIN GALAXIES AT FIXED
LUMINOSITY

XIN-FA DENG, YONG XIN, CHENG-HONG LUO, PING WU

Received 4 January 2011

Accepted 25 May 2011

Using three volume-limited samples of the Sloan Digital Sky Survey Data Release 6 (SDSS DR6), we have investigated how other properties of galaxies depend on the environment at fixed luminosity. At fixed luminosity, we still observe strong environmental dependence of $g-r$ color, concentration index and morphology of galaxies: red, highly concentrated and early type galaxies exist preferentially in the densest regions of the universe, while blue, lowly concentrated and late type galaxies are located preferentially in low density regions. This shows that luminosity is not fundamental in correlations between galaxy properties and the environment.

Key words: *galaxies:fundamental parameters - galaxies:statistics*

1. *Introduction.* In the past, correlations between galaxy properties and the environment were widely studied [1-33] to explore which parameter is fundamental in correlations between galaxy properties and the environment. For example, to disentangle the dependence of morphology and color on the environment, Skibba et al. [34] analysed the environmental dependence of galaxy color at fixed morphology and the environmental dependence of galaxy morphology at fixed color. It was found that at fixed morphology, galaxy colors are correlated with the environment, but the correlations between morphology and environment are extremely weak at fixed color. Thus, Skibba et al. [34] concluded that much of the morphology-density relation is due to the relation between color and density.

Luminosity is an important galaxy parameter. Naturally, we want to know whether luminosity is fundamental in correlations between galaxy properties and the environment. Deng et al. [26] analysed the dependence of luminosity and $g-r$ color on the environment at a given galaxy morphology and found that the local density dependence of luminosity in the early-type sample and the late-type sample is much weaker than that obtained in the volume-limited Main galaxy sample [24], which suggests that the dependence of luminosity on the local environment is mainly due to the dependence of galaxy morphologies on the local environment and the correlation between morphologies and luminosity. Deng et al. [22] also showed that at fixed color, the environmental

dependence of galaxy luminosity is greatly decreased. These studies at least show that luminosity is not fundamental in correlations between galaxy properties and the environment. However, there are also some controversial results. Balogh et al. [13] showed that at fixed luminosity the mean color of blue galaxies or red galaxies is nearly independent of the environment. Blanton et al. [17] claimed that at fixed luminosity and color, density is not closely related to surface brightness or to sérsic index-measure of galaxy structure. When morphology and luminosity are fixed, Park et al. [29] also found that other physical properties, such as color, color-gradient, concentration, size, velocity dispersion and star formation rate, are nearly independent of the local density. These studies seemingly showed that luminosity possibly is a fundamental parameter in correlations between galaxy properties and the environment.

But it is noteworthy that the mean value of galaxy properties are insensitive to the environment [24]. Deng et al. [24] compared distributions of basic galaxy properties in the lowest density regime with those in the densest regime, and found that the subsample at low density has a higher proportion of faint, blue and late type galaxies and a lower proportion of luminous, red and early type galaxies than the subsample at high density, but there is no significant difference between the mean properties of two subsamples ($< 1\sigma$). Thus, we believe preferentially that the result of Balogh et al. [13] may be due to using a statistically incorrect method. Due to tight correlations between galaxy properties, when fixing two parameters, other parameters may be limited in a fairly small region, thus it is not surprising that there are no correlations between other parameters and the local density. May be, when exploring which parameter is fundamental in correlations between galaxy properties and the environment, we should only fix a parameter, not two ones. In this paper, we construct a series of volume-limited samples defined by absolute magnitude bins and redshift limits, use the method of Deng et al. [24] and investigate how other properties of galaxies depend on the environment at fixed luminosity.

Our paper is organized as follows. In section 2 we describe the data used. The dependence of other galaxy properties on the environment at fixed luminosity in section 3. Our main results and conclusions are summarized in section 4.

In calculating the distance we used a cosmological model with a matter density $\Omega_0 = 0.3$, cosmological constant $\Omega_\Lambda = 0.7$, Hubble's constant $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$.

2. Data. Many of survey properties of the SDSS were discussed in detail in the Early Data Release paper (Stoughton et al. [35]). In this study we use the Main galaxy sample (Strauss et al. [36]) of the SDSS Data Release 6 (Adelman-McCarthy et al. [37]).

From the flux-limited Main galaxy sample in the redshift region

$0.02 \leq z \leq 0.2$, Deng et al. [38] constructed three volume-limited samples with different luminosity, labeled S1 to S3. The definitions for all samples are summarized in Table1. In this study, we still use these three volume-limited samples.

Table1

VOLUME-LIMITED SAMPLES

Name	Absolute Magnitude	Redshift	Number of galaxies
S1	$-19.5 > M_r > -20.5$	$0.02 < z < 0.0672$	43674
S2	$-20.5 > M_r > -21.5$	$0.02 < z < 0.1023$	89549
S3	$-21.5 > M_r > -22.5$	$0.02 < z < 0.1528$	87392

3. *The dependence of other galaxy properties on the environment at fixed luminosity.* In this paper we only measure the three-dimensional local density in a comoving sphere with a radius of the distance to the 5th nearest galaxy for each galaxy (e.g., Deng et al. [24,39]). Like Deng et al. [24] did, we arrange galaxies in a density order from the smallest to the largest, select about 5% galaxies and construct two subsamples at both extremes of density according to the density for each sample.

R_{50} and R_{90} are the radii enclosing 50% and 90% of the Petrosian flux, respectively. In this study, we use the concentration index $ci = R_{90}/R_{50}$ as a structural parameter. Fig.1-3 show the observed $g-r$ color and concentration index ci distributions at both extremes of density for S1-S3. Deng et al. [24] found that the subsample at low density has a higher proportion of faint, blue and late type galaxies and a lower proportion of luminous, red and early type galaxies than the subsample at high density. Deng et al. [25] also showed that

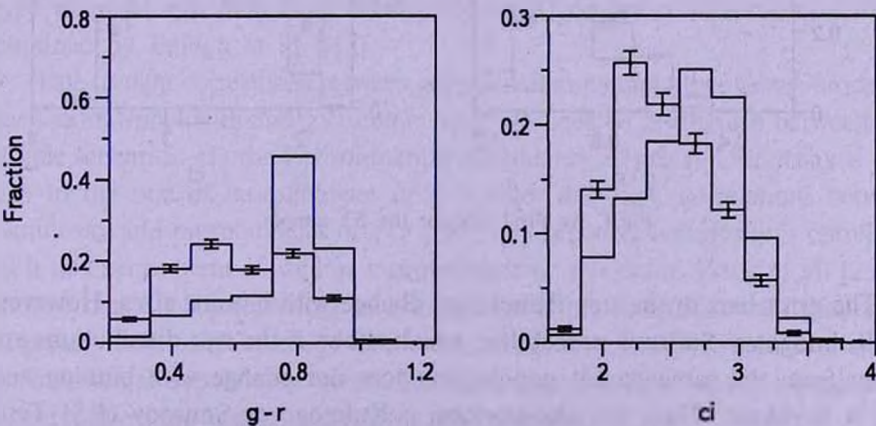


Fig.1. The $g-r$ color (left panel) and ci (right panel) distributions at both extremes of density for the S1 sample: red line for the subsample at low density, blue line for the subsample at high density. The error bars for the subsample at low density are 1σ Poissonian errors. Error bars for the subsample at high density are omitted for clarity.

luminous, red, highly concentrated and early type galaxies exist preferentially in the densest regions of the universe, while faint, blue, lowly concentrated and late type galaxies are located preferentially in low density regions. In Fig.1-3, we still observe fairly strong environmental dependence of $g-r$ color and concentration index of galaxies at fixed luminosity: red, highly concentrated galaxies exist preferentially in the densest regions of the universe, while blue, lowly concentrated galaxies are located preferentially in low density regions.

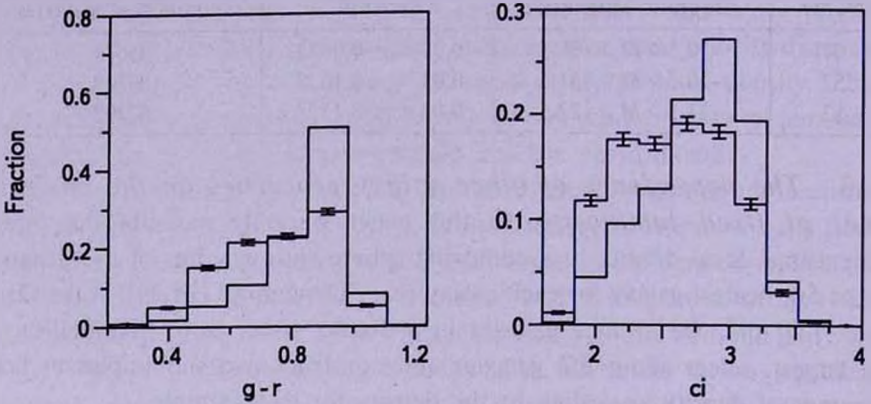


Fig.2. As Fig.1 but for the S2 sample.

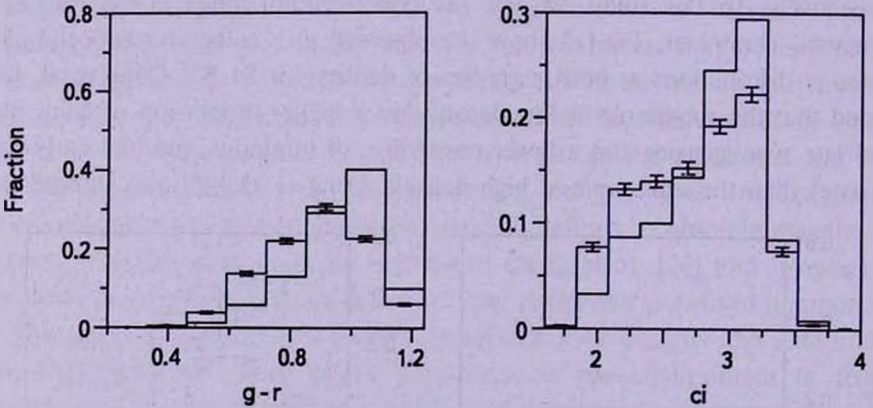


Fig.3. As Fig.1 but for the S3 sample.

The error bars in the step figures may change with binning sizes. However, the Kolmogorov-Smirnov probability, which shows if the two distributions are drawn from the same parent population, does not change with binning and thus it is robust. Thus, we also perform a Kolmogorov-Smirnov (KS) Test. The probability of the two distributions coming from the same parent distribution is listed in Table 2. The KS Test is in good agreement with the conclusion obtained by the step figures. As seen from this table, in three volume-limited

samples with different luminosity, KS probabilities of $g-r$ color and concentration index ci nearly is 0, which shows that in three volume-limited samples with different luminosity, two distributions of $g-r$ color and concentration index ci at both extremes of density completely differ. This further shows that strong environmental dependence of $g-r$ color and concentration index of galaxies at fixed luminosity.

Table 2

KS PROBABILITIES OF $g-r$ COLOR AND CONCENTRATION INDEX ci THAT TWO SUBSAMPLES AT BOTH EXTREMES OF DENSITY ARE DRAWN FROM THE SAME DISTRIBUTION

The sample	$P(g-r \text{ color})$	$P(ci)$
S1	0	0
S2	0	0
S3	0	5.49e-42

In this paper we use the concentration index $ci = R_{90}/R_{50}$ to separate early-type ($ci \geq 2.86$) galaxies from late-type ($ci < 2.86$) galaxies [40,41]. Many different parameters, such as color, star formation rate and concentration index, ever were used as the morphology classification tool (e.g., [40,31,42-45]. As indicated as Deng et al. [26], the concentration parameter is a good and simple morphological parameter. We compute the early-type fraction of two subsamples at both extremes of density for each sample: for the S1 sample 15.2% at low density and 28.1% at high density; for the S2 sample 28.8% at low density and 44.6% at high density; for the S3 sample 45.7% at low density and 59.2% at high density. In all samples we find the expected trend of increasing early type fraction with increasing density, which is consistent with the conclusion obtained by Balogh et al. [13].

Due to tight correlations between galaxy luminosity and other galaxy properties such as morphologies and $g-r$ color, here, we need to distinguish between two simple scenarios: (1) the environmental dependence of galaxy luminosity is only due to the one of morphologies or $g-r$ color and tight correlations between luminosity and morphologies or $g-r$ color; or (2) galaxy luminosity is correlated with its environment as well as morphologies or $g-r$ color. Deng et al. [26,27] showed that when morphology or color are fixed, the environmental dependence of galaxy luminosity is greatly decreased, while in this study we observe strong environmental dependence of morphologies and $g-r$ color at fixed luminosity. Apparently, these results support the first scenario.

Between the sample fainter than M_r^* (S1) and ones brighter than M_r^* (S2 and S3), we do not observe significant statistical difference, which is consistent with the conclusion obtained by Deng et al. [46]. Deng et al. [46]

constructed two volume-limited samples above and below the value of M_r^* , and found that the galaxy luminosity strongly depend on local environment only for galaxies brighter than M_r^* , but this dependence is very weak for galaxies fainter than M_r^* . Deng et al. [46] also noted that $g-r$ color, concentration index ci and galaxy morphologies strongly depend on local environment for all galaxies with different luminosities. This shows that M_r^* is an characteristic parameter only for the environmental dependence of galaxy luminosity.

In Fig.1-3 we also note that more luminous galaxies are redder, highly concentrated and preferentially "early type", which is in qualitative agreement with previous work [6,32].

4. *Summary.* Using three volume-limited samples with luminosity bins $-19.5 > M_r > -20.5$, $-20.5 > M_r > -21.5$, $-21.5 > M_r > -22.5$, we have investigated how other properties of galaxies depend on the environment at fixed luminosity. For each sample, we measure the local three-dimensional galaxy density in a comoving sphere with a radius of the distance to the 5th nearest galaxy for each galaxy, select about 5% galaxies and construct two subsamples at both extremes of density. It is found that at fixed luminosity, red, highly concentrated and early type galaxies exist preferentially in the densest regions of the universe, while blue, lowly concentrated and late type galaxies are located preferentially in low density regions. We note that such a trend exists in all samples. This shows that luminosity is not fundamental in correlations between galaxy properties and the environment. In addition, our study further shows that more luminous galaxies are redder, highly concentrated and preferentially "early type".

Acknowledgements. We thank the anonymous referee for many useful comments and suggestions. Our study was supported by the National Natural Science Foundation of China (NSFC, Grant 10863002).

Funding for the SDSS and SDSS-II has been provided by the Alfred P.Sloan Foundation, the Participating Institutions, the National Science Foundation, the US Department of Energy, the National Aeronautics and Space Administration, the Japanese Monbukagakusho, the Max Planck Society, and the Higher Education Funding Council for England. The SDSSWeb site is <http://www.sdss.org>.

The SDSS is managed by the Astrophysical Research Consortium for the Participating Institutions. The Participating Institutions are the American Museum of Natural History, Astrophysical Institute Potsdam, University of Basel, University of Cambridge, Case Western Reserve University, University of Chicago, Drexel University, Fermilab, the Institute for Advanced Study, the Japan Participation Group, Johns Hopkins University, the Joint Institute for Nuclear Astrophysics, the Kavli Institute for Particle Astrophysics and Cosmology, the Korean Scientist Group, the Chinese Academy of Sciences (LAMOST), Los Alamos National

Laboratory, the Max Planck Institute for Astronomy (MPIA), the Max Planck Institute for Astrophysics (MPA), New Mexico State University, Ohio State University, University of Pittsburgh, University of Portsmouth, Princeton University, the US Naval Observatory, and the University of Washington.

School of Science, Nanchang University, Jiangxi,
China, e-mail: xinfadeng@yahoo.com.cn

ЗАВИСИМОСТЬ ОТ ОКРУЖЕНИЯ РАЗНЫХ ОСОБЕННОСТЕЙ ГАЛАКТИК ПРИ ФИКСИРОВАННОЙ СВЕТИМОСТИ

ХИН-ФА ДЕНГ, ИОНГ ХИН, ЧЕНГ-ХОНГ ЛУО, ПИНГ ВУ

Используя три пространственно ограниченных обзора Sloan Digital Sky Survey Data Release 6 (SDSS DR 6), мы исследовали вопрос о том, как разные особенности галактик зависят от окружения при фиксированной светимости. При фиксированной светимости мы наблюдаем сильную зависимость от окружения показателя цвета $g-r$, индекса концентрации и морфологии галактик: красные, сильно концентрированные и раннего типа галактики в основном находятся в плотных областях Вселенной, между тем голубые, менее концентрированные и позднего типа галактики предпочитают находиться в областях низкой плотности. Это показывает, что светимость не является фундаментальным параметром в зависимостях между особенностями галактик и их окружением.

Ключевые слова: *галактики: фундаментальные параметры - галактики: статистика*

REFERENCES

1. M.Postman, M.J.Geller, *Astrophys. J.*, **281**, 95, 1984.
2. A.Dressler, A.J.Oemler, W.J.Couch et al., *Astrophys. J.*, **490**, 577, 1997.
3. Z.Hashimoto, A.Oemler, *Astrophys. J.*, **510**, 609, 1999.
4. G.Fasano, B.M.Poggianti, W.J.Couch et al., *Astrophys. J.*, **542**, 673, 2000.
5. K.H.Tran, L.Simard, A.I.Zabludoff et al., *Astrophys. J.*, **549**, 172, 2001.
6. M.R.Blanton, D.W.Hogg, N.A.Bahcall et al., *Astrophys. J.*, **594**, 186, 2003.
7. T.Goto, C.Yamauchi, Y.Fujita et al., *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **346**, 601, 2003.

8. *S.F.Helsdon, T.J.Ponman*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., **339**, L29, 2003.
9. *D.W.Hogg, M.R.Blanton, D.J.Eisenstein et al.*, Astrophys. J., **585**, L5, 2003.
10. *D.W.Hogg, M.R.Blanton, J.Brinchmann et al.*, Astrophys. J., **601**, L29, 2004.
11. *T.Treu, R.S.Ellis, J.Kneib et al.*, Astrophys. J., **591**, 53, 2003.
12. *M.Balogh, V.Eke, C.Miller et al.*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., **348**, 1355, 2004.
13. *M.Balogh, I.K.Baldry, R.Nichol et al.*, Astrophys. J., **615**, L101, 2004.
14. *G.Kauffmann, S.D.M.White, T.M.Heckman et al.*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., **353**, 713, 2004.
15. *M.Tanaka, T.Goto, S.Okamura et al.*, Astron. J., **128**, 2677, 2004.
16. *A.A.Berlind, M.R.Blanton, D.W.Hogg et al.*, Astrophys. J., **629**, 625, 2005.
17. *M.R.Blanton, D.Eisenstein, D.W.Hogg et al.*, Astrophys. J., **629**, 143, 2005.
18. *M.R.Blanton, A.A.Berlind*, Astrophys. J., **664**, 791, 2007.
19. *X.F.Deng, J.Z.He, P.Jiang*, Astrophys. J., **671**, L101, 2007.
20. *X.F.Deng, J.Z.He, Q.Zhang et al.*, ChJAA, **7**, 639, 2007.
21. *X.F.Deng, J.Z.He, P.Jiang et al.*, Astron. Astrophys., **474**, 783, 2007.
22. *X.F.Deng, J.Z.He, P.Jiang et al.*, IJMPD, **16**, 885, 2007.
23. *X.F.Deng, J.Z.He, C.G.He et al.*, Acta Physica Polonica B, **38**, 219, 2007.
24. *X.F.Deng, J.Z.He, J.Song et al.*, Publ. Astron. Soc. Pacif., **120**, 487, 2008.
25. *X.F.Deng, J.Z.He, P.Wu*, Astron. Astrophys., **484**, 355, 2008.
26. *X.F.Deng, J.Z.He, X.Q.Wen*, Astrophys. J., **693**, L71, 2009.
27. *X.F.Deng, S.Y.Zou*, APh, **32**, 129, 2009.
28. *P.Capak, R.G.Abraham, R.S.Ellis et al.*, Astrophys. J. Suppl. Ser., **172**, 284, 2007.
29. *C.Park, Y.Y.Choi, M.S.Vogeley et al.*, Astrophys. J., **658**, 898, 2007.
30. *R.G.Bower, J.R.Lucey, R.S.Ellis*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., **254**, 601, 1992.
31. *I.Sirateva, Z.Ivezic, G.R.Knapp et al.*, Astron. J., **122**, 1861, 2001.
32. *I.K.Baldry, K.Glazebrook, J.Brinkmann et al.*, Astrophys. J., **600**, 681, 2004.
33. *B.Kelm, P.Focardi, G.Sorrentino*, Astron. Astrophys., **442**, 117, 2005.
34. *R.A.Skibba, S.P.Bamford, R.C.Nichol et al.*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., **399**, 966, 2009.
35. *C.Stoughton, R.H.Lupton, M.Bernardi et al.*, Astron. J., **123**, 485, 2002.
36. *M.A.Strauss, D.H.Weinberg, R.H.Lupton et al.*, Astron. J., **124**, 1810, 2002.
37. *J.K.Adelman-McCarthy, M.A.Agueros, S.S.Allam et al.*, Astrophys. J. Suppl. Ser., **175**, 297, 2008.
38. *X.F.Deng, J.Z.He, J.Song et al.*, IJMPD, **19**, 465, 2010.
39. *X.F.Deng, J.Z.He, X.Q.Wen*, Astrophys. J., **699**, 948, 2009.
40. *K.Shimasaku, M.Fukugita, M.Doi et al.*, Astron. J., **122**, 1238, 2001.
41. *O.Nakamura, M.Fukugita, N.Yasuda et al.*, Astron. J., **125**, 1682, 2003.
42. *R.G.Abraham, S. van den Bergh, P.A.Nair*, Astrophys. J., **588**, 218, 2003.
43. *C.Park, Y.Y.Choi*, Astrophys. J., **635**, L29, 2005.
44. *C.Yamauchi, S.I.Ichikawa, M.Doi et al.*, Astron. J., **130**, 1545, 2005.
45. *G.Sorrentino, V.Antonuccio-Delogu, A.Rifatto*, Astron. Astrophys., **460**, 673, 2006.
46. *X.F.Deng, J.Z.He, X.Q.Wen*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., **395**, L90, 2009.

АНОМАЛЬНАЯ ВСПЫШЕЧНАЯ АКТИВНОСТЬ БЛАЗАРА 3С454.3 В 2005-2011гг.

А.Е.ВОЛЬВАЧ¹, А.М.КУТЬКИН², Л.Н.ВОЛЬВАЧ¹, М.Г.ЛАРИОНОВ²,
А.ЛАХТЕЕНМАКИ³, М.ТОРНИКОСКИ³, Е.НИЕППОЛА³,
П.САВОЛАИНЕН³, Дж.ТАММИ³, М.Ф.АЛЛЕР⁴, Х.Д.АЛЛЕР⁴

Поступила 5 мая 2011

Принята к печати 25 мая 2011

Выполнен анализ аномальных вспышечных явлений, наблюдаемых в блазаре 3С 454.3 в 2005-2011 гг. Исследование активности выполнено в широком диапазоне длин волн - от радиодиапазона до гамма диапазона. Мощные вспышки в гамма диапазоне, происходящие в этом объекте, сопровождаются значительным подъемом уровня излучения и в других диапазонах длин волн с различной задержкой в зависимости от частоты наблюдений. Получено выражение, описывающее зависимость задержек появления вспышек от частоты наблюдений, которое описывается обратным логарифмическим законом и выполняется для трех вспышек в 3С454.3, произошедших за последние шесть лет. Из общей картины динамики развития вспышек следует, что самая мощная текущая вспышка может продолжиться и во второй половине 2011г. В рамках модели двойной системы сверхмассивных черных дыр из анализа развития вспышечных явлений можно сделать вывод о том, что в результате прецессионных движений в системе 3С 454.3 угол между плоскостью орбиты и аккреционным диском уменьшается, в результате чего компаньон длительное время находится в аккреционном диске центральной сверхмассивной черной дыры, инициируя характерную форму последней вспышки.

Ключевые слова: *галактики: активные ядра: аккреционные диски*

1. Введение. Внегалактический источник 3С 454.3 в настоящий момент является самым мощным представителем активных ядер галактик (АЯГ) с основной долей излучения в рентгеновском и гамма-диапазонах. Так, в гамма-диапазоне (0.1-300) ГэВ, во время вспышки в конце 2010г., светимость этого блазара превышала 10^{50} эрг/с [1]. Для обеспечения такого мощного энерговыделения в объекте необходимо наличие эффективных источников ускорения заряженных частиц, разгоняющих их до релятивистских скоростей.

Полученная ранее детальная корреляция переменности оптического и радиоизлучения на масштабах времени от недели до года с частотно-зависимыми временными сдвигами явления вспышки может указывать на то, что в этих диапазонах излучение приходит к нам из коллимированного выброса источника-джета, где оно инициируется единым механизмом [2,3]. В этих работах высказана гипотеза, согласно которой в ядре 3С454.3 находится тесная двойная система из сверхмассивных черных дыр (ДСЧД).

В такой системе центральная СМЧД имеет аккреционный диск (АД). Менее массивная СМЧД (компаньон) в перицентре орбиты пересекает АД со сверхзвуковой скоростью. Ударные волны, распространяясь по диску, достигают истоков выброса и инициируют вспышку (см. также [4]).

Временные и амплитудные характеристики трех последних вспышек в объекте свидетельствуют в пользу того, что из-за прецессионных движений в системе угол наклона плоскости орбиты ДСЧД к плоскости диска уменьшается, и компаньон, двигаясь по орбите, значительное время остается внутри АД.

В данной работе проведен многочастотный анализ мощнейших вспышек в источнике 3С 454.3 и предложена их интерпретация в рамках модели тесной двойной системы СМЧД.

2. Наблюдения.

2.1. *Радио.* Наблюдения на частотах 22.2 ГГц и 36.8 ГГц проводились с помощью 22-м радиотелескопа (РТ-22) Крымской астрофизической обсерватории (КраО) с использованием модуляционных радиометров. При диаграммной модуляции применялась стандартная методика приема сигналов с последовательным наведением на источник каждого из рупоров - "режим ON-ON" [5]. Поглощение излучения в атмосфере Земли учитывалось методом "разрезов атмосферы", проводившихся каждые 3-4 часа. При указанной процедуре фиксировались значения антенной температуры на определенных углах места радиотелескопа при известном изменении оптической толщи атмосферы в зависимости от одного до другого угла места радиотелескопа.

Измеренные антенные температуры, исправленные за поглощение излучения в атмосфере Земли, пересчитывались в плотности потоков на основе данных наблюдений калибровочных источников. Калибровочные источники и их параметры представлены в табл.1. В первой колонке таблицы указана частота, во второй - принятые плотности потоков и яркостные температуры.

Таблица 1

Частота, ГГц	Принятые величины для источников			
	DR21, Ян	3С 274, Ян	Юпитер, Т К	Сатурн, Т К
36.8	18.3	14.3	158	148
22.235	19.5	21.5	138	128

При пересчете антенных температур в плотности потоков учитывалось изменение эффективной площади антенны $A_{\text{эф}}$ в зависимости от угла места h . Значения $A_{\text{эф}}$ радиотелескопа, определенные по данным наблюдений

калибровочных источников, аппроксимировались зависимостью вида:

$$A_{\text{эф}} = a \sin h + b \cos h + c, \quad (1)$$

где коэффициенты a , b и c определялись по методу наименьших квадратов.

В среднеквадратичные ошибки плотностей потоков включались также погрешности измерений антенной температуры σ_1 и аппроксимации $A_{\text{эф}}$ - σ_2 . Типичные значения $\sigma_1 = (2+4)\%$, $\sigma_2 = (3+6)\%$. При такой методике обработки данных автоматически учитываются ошибки измерений, возникающие вследствие шумов аппаратуры, неточностей наведения телескопа, ошибок определения коэффициента поглощения, нестабильности коэффициента усиления радиометра.

Обработка данных выполнялась в режиме "ON LINE", который позволяет сразу получать результаты и вносить необходимые коррективы в программу наблюдений, связанные с погодными условиями и характеристиками исследуемых объектов.

На 26-м радиотелескопе (РТ-26) обсерватории Мичиганского университета выполнены наблюдения источника на частотах 4.8 ГГц, 8 ГГц, 14.5 ГГц по методике, описанной в работе [6].

Данные на частоте 37 ГГц получены с помощью 14-м радиотелескопа РТ-14 Радиоастрономической обсерватории Метсахови университета Аалто. Методика наблюдений и обработка данных аналогична использованной на РТ-22 КрАО. Полученные данные на РТ-14 Метсахови и РТ-22 КрАО находятся в хорошем согласии между собой и дополняют друг друга.

2.2. Оптика. Оптические данные получены в рамках международной кооперативной программы "Всемирный блазарный телескоп" (WEBT - The Whole Earth Blazar Telescope) и хранятся в архиве WEBT в Туринской астрономической обсерватории Национального института астрофизики Италии.

Часть данных получена AAVSO (<http://www.aavso.org/>) [7], а также в рамках проекта Yale Fermi/SMARTS (<http://www.astro.yale.edu/smarts/glast>) [8].

2.3. Гамма. Данные в гамма-диапазоне получены в рамках миссии FERMI на инструменте LAT (http://fermi.gsfc.nasa.gov/ssc/data/analysis/scitools/extract_latdata.html). Гамма-источник 1FGL 2253.9+1608 был позиционно ассоциирован с блазаром 3С 454.3 [9].

На рис.1 приведены кривые блеска источника на пяти частотах радиодиапазона за все время мониторинга источника, на рис.2 приведены более детальные кривые блеска источника за последние 6 лет наряду с данными в оптическом и гамма-диапазонах. На основе полученных данных в радио и оптическом диапазонах проведен гармонический анализ вариаций плотности потока излучения методом Шустера [10].

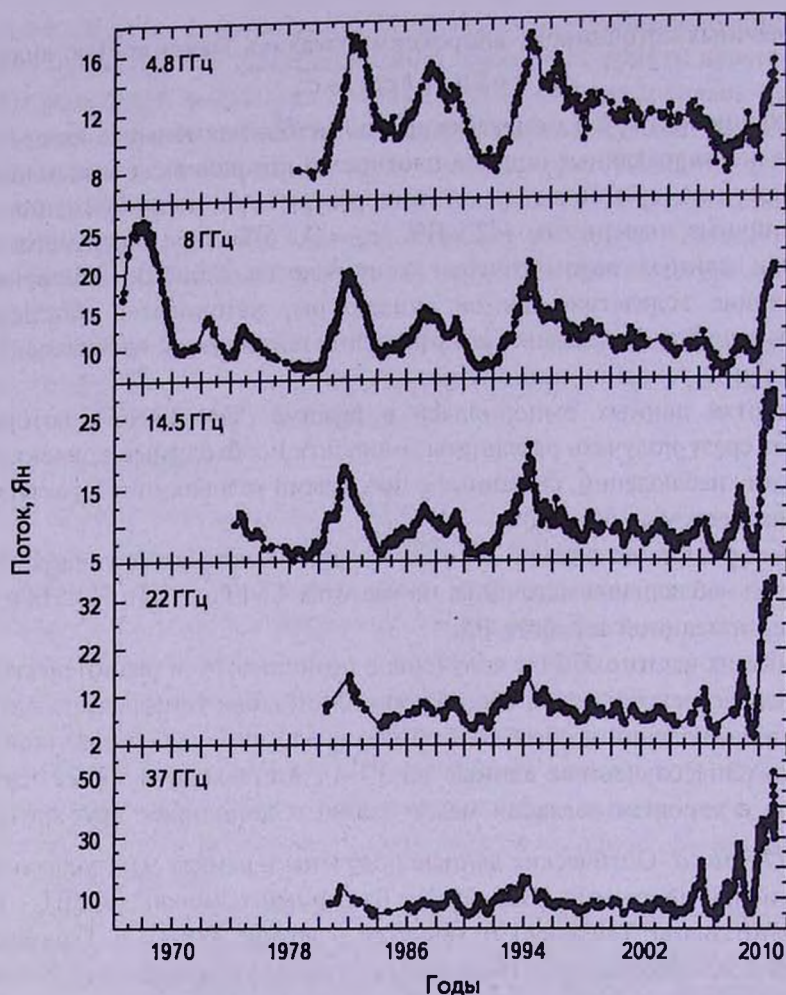


Рис.1. Кривые блеска 3C 454.3 на пяти частотах радиодиапазона.

3. *Задержки появления вспышек на разных частотах.* В работах Вольвача и др. [3,11] определена эмпирическая зависимость задержки вспышечного явления 2005-2007гг. в 3C 454.3 на разных частотах радиодиапазона относительно оптического. Использование более поздних данных по вспышкам в 2005-2011гг. с привлечением наблюдательных данных в других диапазонах позволило определить эту зависимость от радио- до гамма-диапазона:

$$\Delta T \approx \frac{1.4}{\log v} - \frac{1.4}{\log v_0}, \quad (2)$$

где ΔT - задержка появления вспышки на частоте v (в ГГц) относительно частоты v_0 . На рис.3 представлен график этой зависимости (при $v_0 = \infty$).

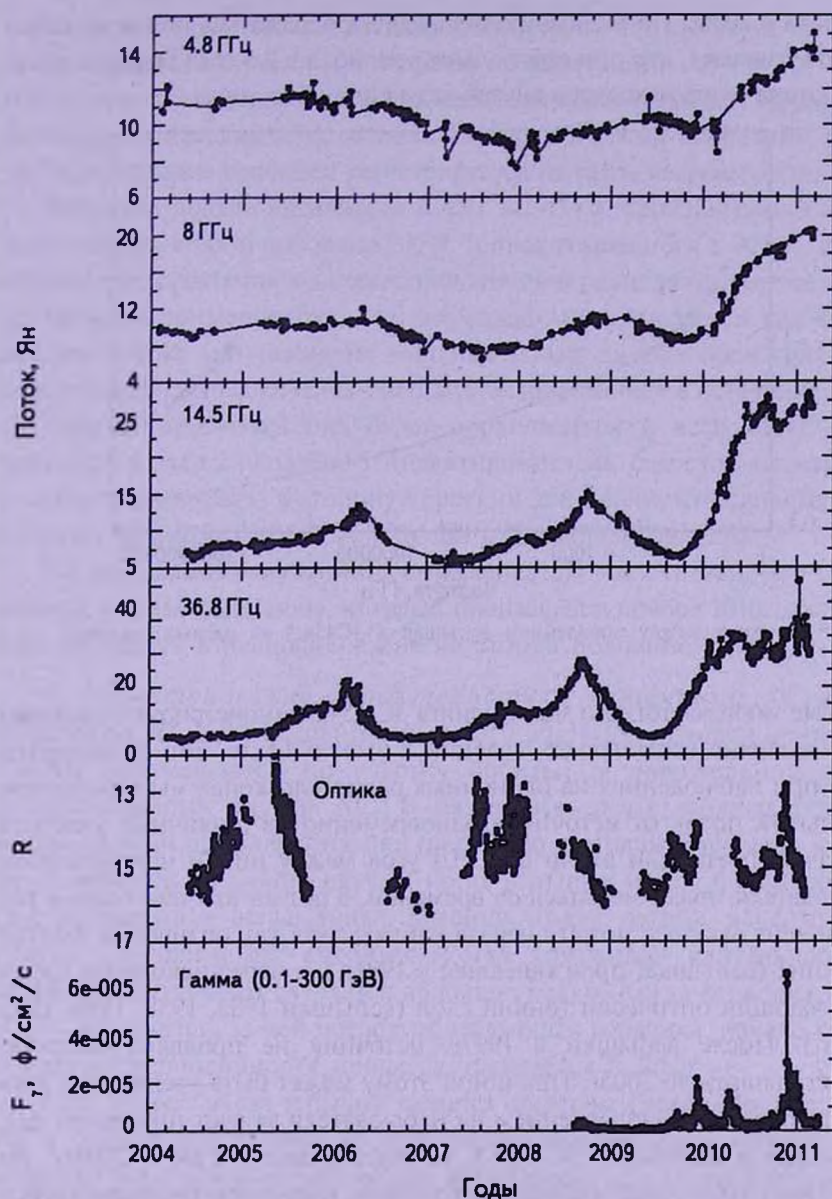


Рис.2. Кривые блеска 3C454.3 трех последних вспышек в оптическом и радиодиапазонах.

Две точки рентгеновского диапазона получены с использованием данных Swift и RXTE [см. 11].

Из рис.1 и 2 видно, что вспышки 2006, 2008гг. различаются по амплитуде и длительности, но имеют схожую между собой форму. При этом они подчиняются соотношению (2). Длительность вспышек последовательно увеличивается. Если вспышка 2006г. продолжалась год, то следующая - уже примерно полтора года. Тогда можно спрогнозировать длительность вспышки,

начавшейся в 2009г. По-видимому, она будет продолжаться почти до конца 2011г. Это означает, что при орбитальном периоде в 2.5 года большая часть орбиты компаньона находится внутри аккреционного диска.

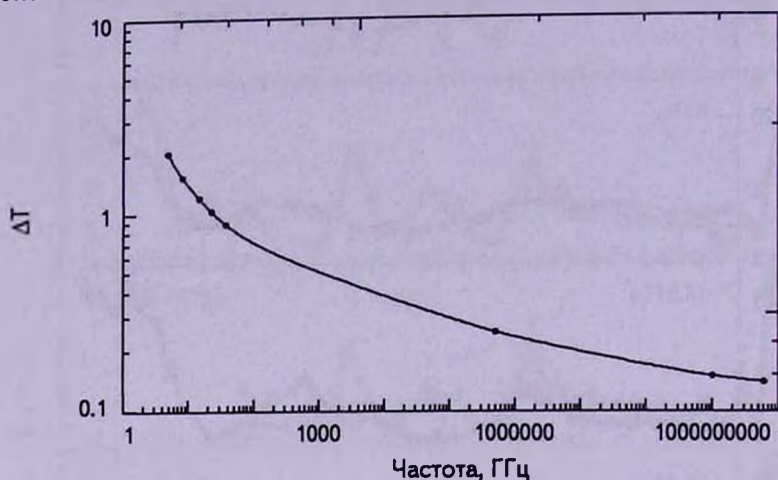


Рис.3. Задержка между появлением вспышек в 3С454.3 на разных частотах.

Кривые многочастотного мониторинга 3С 454.3 демонстрируют сложную картину развития вспышечных явлений в этом объекте. Это объясняется тем, что при наблюдениях на одиночных радиотелескопах мы принимаем интегральный поток от источника одновременно из различных участков джета. Из-за прецессии джета в ДСЧД угол между ним и направлением на наблюдателя может меняться со временем, в результате чего один и тот же компонент выброса может сначала наблюдаться как оптически толстое образование (вспышка, произошедшая в 1991г.), а через некоторое время как излучающий оптически тонкий слой (вспышки 1983, 1988, 1990, 1995 и 1997гг.). После вспышки в 1997г. источник не проявлял высокую активность вплоть до 2005г. Причиной этому может быть увеличение угла между выбросами и направлением на наблюдателя за счет прецессии АД.

Вспышки в источнике 3С 454.3, произошедшие в 2006 и 2008гг. по спектральным характеристикам соответствовали излучению расширяющейся оптически толстой области, расположенной достаточно близко к истокам джета, на расстоянии $R \approx (0.1 - 0.2)$ пк, в соответствии с выражением (2). Процесс развития вспышечного явления в джете можно представить следующим образом. Вблизи истоков джета происходит вспышка в гамма-диапазоне. Здесь могут быть локализованы мощные электрические и магнитные поля, обеспечивающие разгон частиц до релятивистских скоростей. Через месяц, с расстояния $R \approx 4 \cdot 10^{16}$ см от истоков джета, мы видим вспышку в рентгене. Через два с половиной месяца ($R \approx 10^{17}$ см) вспышка

наблюдается в оптическом диапазоне длин волн. Только через 10 месяцев, когда область излучения находится на расстоянии $R \approx 5 \cdot 10^{17}$ см, мы наблюдаем вспышечное явление на миллиметровых волнах. И на расстоянии около трети парсека от источника вспышки в гамма-диапазоне, через 20 месяцев, явление вспышки регистрируется на сантиметровых длинах волн.

Мощный подъем активности в АЯГ 3С 454.3, произошедший в гамма-диапазоне во второй половине 2009г. и продолжавшийся в 2010г., согласно нашим представлениям должен проявиться в радиодиапазоне со сдвигом во времени примерно год, что, возможно, и наблюдается как сильный подъем потока излучения на миллиметровых длинах волн (рис.2). Это самая мощная вспышка когда-либо зарегистрированная в источнике 3С454.3. По нашим прогнозам она будет продолжаться и весь 2011г. Спектр вспышки в радиодиапазоне - инвертированный, с ростом спектральной плотности излучения в сторону коротких длин волн, что свидетельствует в пользу высокой оптической толщи излучающей области.

На основании полученного выражения (2) мы считаем, что мощный всплеск в гамма-диапазоне, который произошел в ноябре 2010г., возможно, еще проявится в радиодиапазоне во второй половине 2011г.

4. Геометрические характеристики источника 3С 454.3 и динамика ДСЧД. По-видимому, в 2010-2011гг. компаньон центральной СМЧД перемещается по участку орбиты, в значительной степени расположенному внутри АД. В результате этого наблюдается также нехарактерный профиль вспышки (рис.2). До настоящего времени в объекте не отмечалось ни одного случая, когда вспышка имела бы такую форму (все предыдущие вспышечные явления имели острые максимумы без плато). По-видимому, ситуация, когда компаньон длительное время находится внутри АД случается довольно редко. Когда вспышка в конце 2011г. закончится, за ней последует следующая вспышка, начало которой, исходя из периодичности процесса, ожидается в 2012г.

Если происходящая вспышка является следствием совпадения плоскостей АД и орбиты компаньона, то естественно предположить, что после этой вспышки будут наблюдаться еще две, аналогичные тем, которые наблюдались в 2006 и 2008гг. (панель 36.8 ГГц). Так что общая активность, возможно, будет продолжаться непрерывно около 13 лет, что близко к величине прецессионного периода в этой системе (период прецессии АД - $T_{Ad} = 14$ лет [2]).

Таким образом, можно предположить, что не в последнюю очередь, динамические характеристики ДСЧД определяют наблюдаемые свойства их вариаций потоков в широком диапазоне длин волн. Кроме того, наличие корреляции между оптическим и радиодиапазонами может указывать на общий источник первичного энерговыделения, связанный с потерей орбитального момента в системе ДСЧД.

5. Выводы.

1. Проанализированы вспышечные явления в источнике 3C454.3 в оптическом и радиодиапазонах за период 2005-2011 гг. Форма изменения потока во время вспышек может указывать на процесс прохождения компаньона центральной сверхмассивной черной дыры в периферии через аккреционный диск, расположенный под некоторым углом к орбите компаньона.

2. Уточнены величины задержек появления вспышек на разных частотах радиодиапазона относительно оптического диапазона, на основе которых выведен единый для вспышек закон изменения задержек появления вспышек от частоты наблюдений.

3. В результате экстраполяции зависимости задержек явлений вспышек от оптики до гамма-диапазона получено выражение, описывающее задержки во времени появления вспышек от радио до гамма-диапазона.

4. В рамках модели ДСЧД кривые блеска источника 3C 454.3 могут быть объяснены тем, что в результате прецессионных движений в системе угол между плоскостями орбиты ДСЧД и АД уменьшается.

5. Прогнозируется, что текущая вспышка будет продолжаться до конца 2011 г. и за ней будут наблюдаться еще две мощные вспышки.

¹ Лаборатория радиоастрономии НИИ "Крымская астрофизическая обсерватория", Кацивели, Ялта, Украина

² Астрокосмический центр Физического института им. П.Н.Лебедева РАН, Москва, Россия, e-mail: kutkin@gmail.com

³ Радио обсерватория Метсахови, Аалто университет, Финляндия

⁴ Радио обсерватория Мичиганского университета, Анн Арбор, США

ABNORMAL FLARE ACTIVITY OF BLAZAR 3C454.3 IN 2005-2011

A.E.VOL'VACH¹, A.M.KUT'KIN², L.N.VOL'VACH¹, M.G.LARIONOV²,
A.LAKHTEENMAKI³, M.TORNIKOSKI³, E.NIEPPOLA³,
P.SAVOLAINEN³, J.TAMMI³, M.F.ALLER⁴, H.D.ALLER⁴

We present results of multiwavelength analysis of the last three outbursts (2005-2011) in blazar 3C 454.3. Strong gamma flares in the object are followed by flux density increase in other spectral ranges with the time delay which depends on the observational frequency. We present the obtained relation between time delay of a flare and observational frequency, which is well

approximated by inverse logarithmic law. The observed light curves of 3C 454.3 can be interpreted in the frame of supermassive black holes binary model assuming that the angle between accretion disk and orbital plane decreases due to disk precession in the system. Based on the common picture of the outbursts in 3C 454.3 during 2005-2011 we conclude that the current super-flare will continue till the end of the year 2011.

Key words: galaxies: active nuclei: accretion disks

ЛИТЕРАТУРА

1. *G.Ghisellini*, ArXiv:1104.0006v1 [astro-ph.CO], 2011.
2. *А.Е.Вольвач, Л.Н.Вольвач, М.Г.Ларионов и др.*, Астрон. ж., **84**, № 6, 503, 2007.
3. *А.Е.Вольвач, Л.Н.Вольвач, М.Г.Ларионов и др.*, Астрон. ж., **85**, №11, 963, 2008.
4. *F.K.Liu, X.-B.Wu*, Astron. Astrophys., **388**, 48, 2002.
5. *В.А.Ефанов, И.Г.Мусеев, Н.С.Нестеров*, Изв. КрАО, **60**, 3, 1979.
6. *M.F.Aller, H.D.Aller, P.A.Hughes*, Bull. Amer. Astron. Soc., **33**, 1516, 2001.
7. *T.Krajci, K.Sokolovsky, A.Henden*, The Astronomer's Telegram, 3047, 2010.
8. *R.Chatterjee, C.Bailyn, E.W.Bonning*, arXiv:1101.3815, 2011.
9. *A.A.Abdo, M.Ackermann, M.Ajello et al.*, Astrophys. J. Suppl. Ser., **188**, 405, 2010.
10. *А.Е.Волвач, Л.Н.Волвач, М.Г.Ларионов et al.*, Astronomical and Astrophysical Transaction, **25**, №5-6,385, 2006.
11. *А.Е.Вольвач, М.Г.Ларионов, Л.Н.Вольвач и др.*, Космическая наука и технология, **17**, №2, 68, 2011.

РАДИОИЗЛУЧЕНИЕ ЗВЕЗД ПРОЕЦИРУЮЩИХСЯ НА СКОПЛЕНИЕ ГАЛАКТИК A3487

Н.М.ЛИПОВКА, А.А.ЛИПОВКА

Поступила 16 марта 2011

Принята к печати 25 мая 2011

Выполнены оптические отождествления радиоисточников с яркими звездами, расположенными в направлении на скопление A3487 ($RA(J) = 11^h31^m58^s$, $DEC(J) = -31^\circ11'34''.8$) с точностью, обусловленной радиорефракцией в межзвездной среде в исследуемом направлении неба. На площадке размером 1 кв. град. отождествилось 60% сильных радиоисточников с $P > 0.004$ Ян со звездами ярче 10^m .

Ключевые слова: *звезды:радиоисточники:оптические отождествления*

1. *Введение.* Радиоастрономические наблюдения в настоящее время дают наибольшую часть информации об астрофизических характеристиках объектов как в позиционных измерениях, так и в спектроскопических исследованиях. Для получения максимального количества данных об объекте, необходимо правильно отождествить оптический радиоисточник, что вплоть до настоящего времени является трудно выполнимой задачей, имеющей высокую степень актуальности.

Несовершенство привязки радионеба к оптическому привело в настоящее время к тому, что большая часть радиоисточников попадает в оптическом изображении в пустое поле (Empty Field), и такое положение не может являться удовлетворительным.

Считается, что радиоволны в космическом пространстве проходят без препятствий, поскольку плотность межзвездной среды очень мала. Однако, выполняя оптические отождествления для обзора неба на частоте 1400 МГц [1] (NVSS обзор) и Паломарского обзора неба [2] (DSS обзор), оцифрованного Ирвином [3], нам удалось обнаружить, что большая часть неба неточно привязана к оптическому небу, и что в межзвездной среде существует радиорефракция, которую нужно учитывать при выполнении оптических отождествлений. Оказалось, что при правильной привязке и учете радиорефракции (учитывая, что межзвездная среда имеет неоднородную плотность), более 60% радиоисточников может быть отождествлено с оптическими объектами.

2.1. *Оптические отождествления.* Как показали наши исследования

[4-9], привязка радиоизлучения неба не всегда оказывается соответствующей действительности из-за малого количества опорных объектов и радиорефракции в МЗС. В исследуемом нами обзоре неба [1] плотность опорных объектов невелика (приблизительно один опорный объект на 70 кв. град.) и они расположены крайне неравномерно. Более того, в качестве опорных в радиодиапазоне часто используются радиоисточники, оптическое отождествление которых вызывает сомнение.

В связи с вышеизложенным, мы предлагаем производить привязку радионеба непосредственно к оптической астрометрической системе координат, соблюдая следующие правила:

1. Привязка радионеба должна производиться непосредственно к оптическому небу с использованием координат Фундаментальных каталогов звезд [10] UCAC, <http://ad.usno.navy.mil/ucac/>.

2. Оптические отождествления должны выполняться на площадке, размер которой не превышает расстояния между лепестками интерферометра.

3. Должна соблюдаться морфологическая принадлежность радиоисточников: галактики, квазары, туманности, звезды близкие и звезды далекие.

4. Следует учитывать соответствие характеристик исследуемых объектов в оптическом и радиодиапазонах, свойственных данному типу объектов.

5. Должен выполняться принцип конфигурационного совпадения радиооптика более чем трех объектов на площадке, размер которой определен в пункте 2.

6. При выполнении оптических отождествлений следует учитывать наличие радиорефракции, обнаруженной нами в межзвездной среде (МЗС) [4-9].

При использовании нашего метода привязки радионеба непосредственно к оптическому небу количество радиоисточников, отождествленных с оптическими небесными объектами, увеличилось в десятки раз. Так, например, в направлении на скопление A2956 [7] из 7 ярких звезд 6 звезд отождествились с сильными радиоисточниками. Так же правильная привязка области радиоизлучения, которая была отождествлена со скоплением галактик A1716 [8], обеспечила отождествление 90% радиоисточников с оптическими объектами.

2.2. Радиоизлучение неба в направлении на скопление галактик A3487. Оптические отождествления радиоисточников, выполненные на участке неба проецирующемся на скопление галактик A3487, также подтверждают правильность используемой привязки радионеба к оптическому. На рис.1 представлено оптическое изображение исследуемой области по данным [2]. В данной области выделено 12 звезд ярче 10^m (табл.1).

Убедительным аргументом правильности выполненного оптического отождествления оказалась комбинация яркой звезды N8 и тесной пары звезд N4 и N5 (рис.1, табл.1), которые отождествляются с сильным радиоисточником

N8 (табл.2). и двумя сильными, близко расположенными друг к другу радиоисточниками N4 и N5 (табл.2) после учета поправок ΔRA и ΔDEC за привязку радиоизлучающей области к оптическому участку неба. После совмещения этих трех радиоисточников с тремя звездами N4, N5, N8 (табл.1) оказалось, что еще 6 звезд отождествляются с радиоисточниками в ближайшей окрестности, что служит дополнительным подтверждением правильности выполненной нами привязки, поскольку количество сильных радиоисточников и ярких звезд в исследуемой области мало.

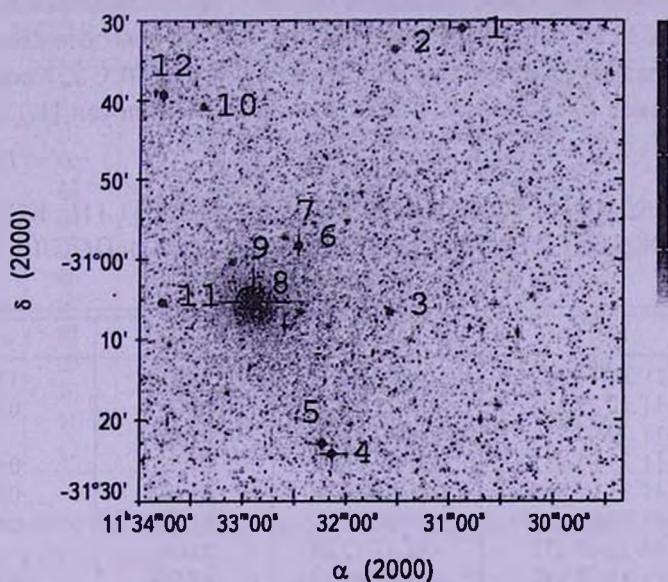


Рис.1. Область неба в направлении на скопление галактик А3487, Патомарский обзор [2].

Таблица 1

КАТАЛОГ ЯРКИХ ЗВЕЗД НА ИССЛЕДУЕМОЙ ПЛОЩАДКЕ (рис.1)

N	RA(J)	DEC(J)	cPos, mas	mag
01	11 ^h 30 ^m 53 ^s .329	-30°30'59".73	12	8 ^m .715
02	11 31 31.666	-30 33 34.82	24	8.603
03	11 31 34.847	-31 06 35.00	11	8.246
04	11 32 08.72	-31 24 13.0	31	9.230
05	11 32 14.44	-31 22 58.5	14	8.647
06	11 32 27.724	-30 58 16.62	25	7.991
07	11 32 35.629	-30 57 13.21	28	9.509
08	11 32 54.12	-31 05 13.1	1307	5.580
09	11 33 06.419	-31 00 16.05	35	9.767
10	11 33 46.14	-30 39 14.6	12	7.949
11	11 33 47.24	-31 05 16.8	11	8.109
12	11 33 50.63	-30 38 47.7	34	10.778

В табл.1 приведены характеристики ярких звезд по данным [10], которые обозначены номерами N1-12 (нумерация по рис.1): столбец 1 - порядковый номер объекта в соответствии с рис.1; 2 - прямое восхождение звезды по данным [10] на эпоху 2000г. (J); 3 - склонение звезды по данным [10] на эпоху 2000г. (J); 4 - оптический параллакс [10]; 5 - звездная величина [10].

В табл.2 приводится каталог радиоисточников, расположенных на площадке неба размером $\delta RA \times \delta DEC = 5^m \times 60'$, которая отождествилась с площадкой в оптике, представленной на рис.1. На исследуемой площадке насчитывается 15 сильных радиоисточников, 9 из которых отождествились с яркими звездами (после учета поправки ΔRA и ΔDEC). Координаты радиоисточников и плотность потоков взяты из каталогов [1,11].

Таблица 2

КАТАЛОГ РАДИОИСТОЧНИКОВ ПО ДАННЫМ [1,11], КОТОРЫЕ БЫЛИ ОТОЖДЕСТВЛЕННЫ СО ЗВЕЗДАМИ (рис.1) ПОСЛЕ УЧЕТА ПОПРАВКИ ΔRA И ΔDEC

N	RA(J)	DEC(J)	P, Ян	α
01	11 ^h 31 ^m 54 ^s .999	-30°09'54".02	0.0394	1.1
02	11 32 27.805	-30 11 58.23	0.0260	0.5
03	11 32 47.471	-30 42 18.29	0.0153	
04	11 33 03.431	-31 02 45.61	0.0528	0.9
05	11 33 07.863	-31 01 34.36	0.2191	0.9
06	11 33 36.642	-30 36 35.9	0.0084	0.8
07	11 33 43.277	-30 37 12.64	0.0048	
08	11 33 53.147	-30 44 45.74	0.0519	0.4
09	11 34 07.946	-30 39 43.2	0.0129	0.6
10	11 34 25.832	-30 21 29.61	0.0047	-
11	11 34 43.819	-30 44 15.18	0.0042	-
12	нет в каталоге		<0.002	-

Табл.2. Каталог радиоисточников по данным [1,11].

Столбец 1 - порядковый номер по рис.1; 2 - прямое восхождение на эпоху 2000.0 (J); 3- склонение радиоисточника на эпоху 2000.0 (J); 4- плотность потока в Ян по данным [1]; 5 - α - спектральный индекс радиоисточника ($P \sim \nu^{-\alpha}$).

Спектральный индекс радиоисточника определен в интервале частот 843 МГц - 1400 МГц.

В табл.3 приводятся исправленные координаты радиоисточников (табл.2) после привязки к звездам (табл.1).

Среднестатистическая поправка к координатам радиоисточников составила по прямому восхождению ΔRA ($RA(\text{опт}) - RA(\text{рад})$) = $-59^s.9 \pm 1^s.8$ и по

склонению ΔDEC ($\text{DEC}(\text{опт}) - \text{DEC}(\text{рад})$) = $-21'.03 \pm 11''.4$.

Столбец 1 - порядковый номер по рис.1 и табл.1 (каталог звезд); 2 - прямое восхождение на эпоху 2000.0 (J), исправленное за поправку ΔRA к прямому восхождению радиоисточника по табл.2; 3 - склонение радиоисточника на эпоху 2000.0 (J), исправленное за поправку ΔDEC к склонению радиоисточника по табл.2.

Таблица 3

КООРДИНАТЫ РАДИОИСТОЧНИКОВ ПО ТАБЛ.2, ИСПРАВЛЕННЫЕ ЗА ПОПРАВКИ ΔRA И ΔDEC

N	RA(J)	DEC(J)
01	11 ^h 30 ^m 55 ^s .039	-30°30'55".81
02	11 31 27.845	-30 33 0.03
03	не отождествился	
04	11 32 3.471	-31 23 47.41
05	11 32 7.903	-31 22 36.16
06	11 32 36.682	-30 57 37.69
07	11 32 43.317	-30 58 14.44
08	11 32 53.187	-31 5 47.53
09	11 33 7.986	-31 0 45.00
10	не отождествился	
11	11 33 43.859	-31 5 16.98
12	нет в каталоге	

Таким образом отождествилось 60% радиоисточников на площадке размером 1.08 кв. град.

Отождествления слабых радиоисточников в настоящей работе не рассматриваются, поскольку плотность далеких звезд слабее 19^m в данном направлении очень велика, в то время как плотность слабых радиоисточников значительно меньше (на порядок). Из рис.1 видно, что в исследуемой области много газа, что отражается даже на оптическом изображении ярких звезд.

3. Заключение. Получено оптическое отождествление 9 ярких радиоисточников со звездами ярче 10^m , что составило 60% от общего количества радиоисточников на исследуемой площадке.

Выполнив правильные оптические отождествления, мы получаем доступ к информации об излучении небесных объектов в широком диапазоне длин волн и, следовательно, можем определить физическое состояние и динамику развития звезд, туманностей, галактик, квазаров и других небесных объектов, а также окружающего их газа.

Знание радиорефракции в межзвездной и в межгалактической средах позволит определить характеристики межзвездной среды и получить независимый метод определения удаленности небесных объектов.

Авторы благодарят обсерваторию NRAO и ее штат, выполнивший обзор неба на волне 21 см, который помещен в Интернет для общего пользования. Авторы благодарят также штат Паломарской обсерватории за обзор неба, выполненный для двух эпох и помещенный в Интернет и Майка Ирвина (Irvin M., 1998, <http://www.ast.cam.ac.uk/~mike/apmcat/>) за оцифровку Паломарского обзора.

Авторы обращаются со словами глубокой благодарности за постоянную поддержку, способствовавшую выполнению данной работы, к В.Г.Караевой, Е.В.Полякову, И.И.Канаеву, Н.Б.Быковской, М.С.Чубею, С.А.Толчельниковой и О.В.Кияевой.

Главная астрономическая обсерватория РАН, Санкт-Петербург,
Россия, e-mail: nila_lip@mail.ru

RADIO EMISSION FROM STARS PROJECTED ON THE CLUSTER OF GALAXIES A3487

N.M.LIPOVKA, A.A.LIPOVKA

Optical identification of the radio sources with the bright stars located in the direction on the cluster of galaxies A3487 ($RA(J) = 11^h 31^m 58^s$, $DEC(J) = -31^\circ 11' 34''.8$) is carried out with the precision, allowed by the radio refraction in the interstellar medium in the direction of the sky under investigation. In the area of 1 sq. degree about 60% of the strong radio sources with $P > 0.004$ Jy were identified with the stars brighter than 10^m .

Key words: *stars: radio sources: optical identifications*

ЛИТЕРАТУРА

1. POSS_1, DSS, <http://cadwww.dao.nrc.ca/cadcbin/getdss/>
2. J.J.Condon, W.D.Cotton, E.W.Greisen et al., Astron. J., **115**, 1693-1716, 1998 // The NRAO VLA Sky Survey. (<http://www.cv.nrao.edu/NVSS/>)
3. M.Irvin, 1998, (<http://www.ast.cam.ac.uk/~mike/apmcat/>)
4. A.A.Lipovka, N.M.Lipovka, The end of the "Empty Field" epoch in optical identifications. "Molecules in Space and Laboratory", the meeting held in Paris, France, May 14-18, 2007. Editors: J.L.Lemaire, F.Combes. Publisher:

S.Diana, p.26.

5. А.А.Липовка, Н.М.Липовка, Всероссийская астрономическая конференция ВАК-2007, КАЗАНЬ, :Изд-во. Казанского государственного университета с.536.
6. А.А.Липовка, Н.М.Липовка, "Радиорефракция в межзвездной среде", с.33, Фундаментальные проблемы естествознания и техники, СПб, 2008.
7. А.А.Липовка, Н.М.Липовка, "Привязка радиоизлучения неба к оптическим объектам в окрестности скопления галактик А2956", с.400, Фундаментальные проблемы естествознания и техники , СПб, 2010.
8. А.А.Липовка, Н.М.Липовка, "К вопросу о привязке радионеба к оптическому небу", с.145, Астрономический календарь, 2010.
9. А.А.Липовка, Н.М.Липовка, "Метод привязки координат небесных радиоисточников к оптической астрометрической системе координат", Геодезия и картография, с.6, №12, 2010.
10. UCAC, <http://ad.usno.navy.mil/ucac/>
11. O.V.Verkhodanov et al., "The CATS database to operate with astrophysical catalogs". In "Astronomical Data Analysis Software and Systems VI". Editors: Gareth Hunt, H.E.Payne ASP Conference Series, 125, P.322-325, 1997.

ЭМИССИОННЫЕ ЗВЕЗДЫ В Суг OB7. НОВЫЕ ВСПЫХИВАЮЩИЕ ЗВЕЗДЫ. III

Н.Д.МЕЛИКЯН¹, В.С.ТАМАЗЯН², А.А.КАРАПЕТЯН¹,
А.Л.САМСОНЯН¹

Поступила 8 апреля 2011

Принята к печати 25 мая 2011

Продолжение поиска эмиссионных объектов в трех новых полях ассоциации Суг OB7 привело к обнаружению в одном из них восьми новых эмиссионных звезд. В двух других полях эмиссионных звезд не обнаружено, что, по-видимому, свидетельствует о том, что с этой стороны мы подошли к границе Т ассоциации. В этой области впервые обнаружены две вспыхивающие звезды типа UV Ceti.

Ключевые слова: *звезды, эмиссионные объекты, ассоциации*

1. Введение. Продолжаются работы по поиску эмиссионных объектов в областях звездообразования. Две избранные области размером по 16 кв. град были исследованы нами ранее [1,2] с помощью 4° объективной призмы, будучи известными как очень молодые очаги звездообразования. Это области ассоциаций Суг OB7 с центром в темном облаке Хавтасси 141 [3] и Суг OB9 с центром у яркой звезды γ Суг. Целью настоящих наблюдений является обнаружение и многостороннее исследование молодых нестационарных объектов в этих областях.

Первые же наблюдения, начатые с 2000г. в области ассоциации Суг OB7, оказались весьма плодотворными [4-9]. Были обнаружены многочисленные эмиссионные объекты, в том числе звезды типа Т Тельца, компактные туманности Хербига-Аро, кометарные туманности и другие молодые объекты. Интенсивности эмиссионных линий объекта Хербига-Аро HH 448 указывают на низкую степень ионизации материи 3-5% с электронной плотностью 10^3 - 10^4 см⁻³ [9]. Показано, что в области находится Т ассоциация, границы которой перпендикулярно к лучу зрения простираются достаточно далеко [6]. Внутри туманности зарегистрировано образование нового, туманного объекта в ближней инфракрасной области спектра [4]. Спектральные исследования показали, что в течение года его спектральный класс изменился от позднего G до раннего K [8]. Группа из 4-х эмиссионных звезд, одна из которых, по-видимому, является двойной, согласно известным критериям взаимных расстояний [10], составляет динамически неустойчивую систему типа Трапеции Ориона [6].

Отметим, что все 4 звезды показывают характеристики звезд типа Т Тельца, а одна из них связана с кометарной туманностью. Спектральная классификация двух эмиссионных звезд области показала, что они находятся на расстоянии 200-220 пк от нас [1,7], тогда как расстояние ассоциации Суг OB7 равно 740-800 пк [11,12], а темное облако Хавтасси 141 находится на расстоянии 400 пк [12].

В целом, поиск и подробное исследование нестационарных объектов в указанных областях может привести как к обнаружению новых интересных объектов, так и определению границ Т ассоциации по лучу зрения и перпендикулярно к нему. В настоящей работе приводятся результаты поиска эмиссионных звезд в трех небольших полях ассоциации Суг OB7.

2. Наблюдения. Наблюдения проводились в период август-ноябрь 2010г. на 2.6-м телескопе Бюраканской обсерватории с приемниками YuFOSC и SCORPIO. Методика и приемная аппаратура, использованные при наблюдениях, подробно описаны в работе [1]. Снимались три поля с одинаковыми размерами 11×11 угл. мин. Получены бесшелевые спектры объектов поля с красной гризмой в узкополосных фильтрах H α и [SII], а при получении прямых снимков они были дополнены широкополосным фильтром R.

Координаты центров полей следующие: 1. $\alpha_{(2000)} = 21^h 01^m 09^s.6$, $\delta_{(2000)} = 52^\circ 08' 09''.5$; 2. $\alpha_{(2000)} = 21^h 00^m 19^s.3$, $\delta_{(2000)} = 52^\circ 08' 09''.5$; 3. $\alpha_{(2000)} = 20^h 58^m 29^s.2$, $\delta_{(2000)} = 52^\circ 18' 26''.3$. Как прямые изображения, так и бесшелевые спектры объектов получены с разными экспозициями (от 30 с до 30 мин), что облегчает обнаружение эмиссии и фотометрии звезд в широком диапазоне яркостей.

3. Результаты наблюдений. В центре поля 1 находится яркая звезда HD 200387, а приблизительно в 3.5 угл. мин. от нее находится известный инфракрасный источник IRAS 20593+5155 [13]. Поле 2 находится в нескольких минутах восточнее первого, и они частично перекрываются. Следует отметить, что ни одной эмиссионной звезды в этих двух полях не найдено, а вблизи HD 200387 зарегистрирована мощная вспышка звезды NOMAD 1 1420-0426822[14]. Как об этой вспышке, так и о другой, обнаруженной во время дополнительного просмотра наблюдений 2004г., будет подробно изложено в следующем разделе.

В поле 3 обнаружены 8 новых эмиссионных звезд, карта отождествления которых приводится на рис.1. В этом же поле находятся несколько объектов из каталога источников с эмиссионными линиями молекулярного водорода (МНО) [15], эмиссионная звезда IPHAS J205736.62+522117.1, с соответствующим значением $r\text{-H}\alpha = 1.416$ [16,17] и известные объекты Хербига-Аро HH 382 и HH 974 [18]. Эмиссия линии H α у звезды IPHAS J205736.62+522117.1 на наших снимках отсутствует, как и в случае более

двух десятков звезд в областях Суг OB7 [1] и NGC 6910 [2]. Как ранее, так и в этом случае предполагается, что многие эмиссионные звезды или сами являются переменными, или, по крайней мере, показывают переменную интенсивность эмиссионных линий.

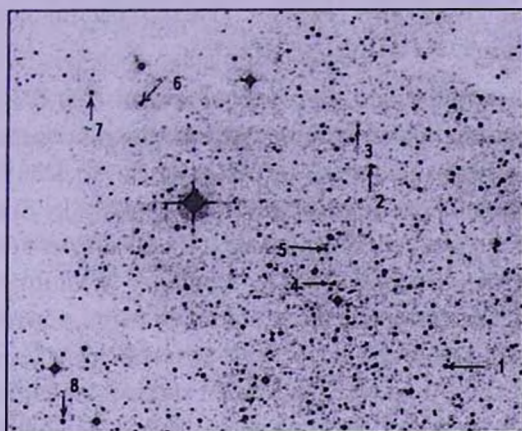


Рис.1. Карта отождествления обнаруженных новых эмиссионных звезд.

В табл.1 приводятся сведения о впервые обнаруженных эмиссионных звездах. В соответствующих столбцах указаны координаты, звездные величины в полосах *BVRJHK* из каталога NOMAD1 [14], а также интенсивность эмиссионной линии $H\alpha$ ($I_{(H\alpha)}$) по применяемой в Ликской обсерватории трехбальной шкале (*s* - сильная, *m* - средняя, *w* - слабая). Следует отметить, что приблизительно в 8 угл. с на северо-восток от эмиссионной звезды №5 находится объект HH382 [18], который совпадает с объектом с эмиссионными линиями молекулярного водорода Суг 902 [15], а на расстоянии примерно 15 угл. с на юго-восток от эмиссионной звезды №7 находится объект Суг 908 [15], совпадающий с объектом Хербига-Аро HH 974 [18]. Эмиссионные звезды №5 и №7 обладают значительным непрерывным спектром и являются достаточно яркими в *J*, *H*, *K* областях спектра. Судя по интенсивности

Таблица 1

СВЕДЕНИЯ О НОВЫХ ЭМИССИОННЫХ ЗВЕЗДАХ

	$\alpha_{(2000)}$	$\delta_{(2000)}$	m_B	m_V	m_R	<i>J</i>	<i>H</i>	<i>K</i>	$I_{(H\alpha)}$
1	20 ^h 58 ^m 03 ^s .6	52°14'39".2	17 ^m .35	16 ^m .36	16 ^m .08	13 ^m .38	12 ^m .83	12 ^m .67	<i>w</i>
2	20 58 17.1	52 20 25.6	20.01		17.27	15.553	15.038	14.759	<i>w</i>
3	20 58 19.3	52 21 34.3	20.02	17.92	17.49	14.913	14.275	14.054	<i>m</i>
4	20 58 24.7	52 17 04.2	18.81	-	16.40	15.842	15.143	14.855	<i>s</i>
5	20 58 25.5	52 18 02.7	18.35	17.48	16.90	14.210	13.647	13.365	<i>s</i>
6	20 58 59.9	52 22 18.8	17.89	16.75	16.14	12.425	11.247	10.576	<i>m</i>
7	20 59 09.1	52 22 38.9	18.35	17.30	16.64	13.284	12.054	11.323	<i>s</i>
8	20 59 14.9	52 13 17.6	16.65	16.03	15.90	13.009	12.554	12.320	<i>w</i>

эмиссионной линии $H\alpha$ и данным фотометрии в полосах JHK , звезды №5 и №7 могут являться красными карликами спектральных классов, соответственно М - М2 и М5 - М6 [19,20], хотя для более определенного ответа необходимо их детальное спектральное исследование. Не исключена также физическая связь этих звезд с близко расположенными к ним объектами Херbiga-Аро HH 382 и HH 974.

4. *Первые вспыхивающие звезды в области Суг OB7.* Интенсивные поиски и всестороннее исследование вспыхивающих звезд типа UV Кита проводятся уже более 50 лет и в настоящее время также остаются актуальными. Так, наблюдения SDSS (Sloan Digital Sky Survey) позволили обнаружить 63 вспышки у М карликов, показав, что их вспышечная активность сильно увеличивается в сторону поздних спектральных классов[21]. Во время фотометрии астероидов были обнаружены 3 новые переменные звезды, одна из которых является вспыхивающей звездой [22]. Анализ наблюдений более 23000 звезд поздних спектральных классов (позднее K0V) из каталога KIC (Kepler Input Catalogue)[23] позволил обнаружить 373 вспыхивающие звезды и показать, что частота вспышек карликов спектральных классов М выше, а продолжительности вспышек короче, чем у К карликов[24]. Проводятся также интенсивные наблюдения вспышек у известных вспыхивающих звезд и звезд типа Т Тельца. Все полученные результаты свидетельствуют о молодости вспыхивающих звезд. С этой точки зрения очень важно присутствие вспыхивающих звезд в областях звездообразования.

По наблюдениям 2004г. были опубликованы данные о трех новых эмиссионных звездах (№9, 10 и 11), две из которых (№9 и 10) расположены в 2-3 угл. с друг от друга, на расстоянии 4-5 угл. мин, от HH 448 [7]. Слабая эмиссионная звезда №9 (=NOMAD1 1424-0438398) в красных лучах имеет величину $m_R = 19^m.26$ [14]. На двух снимках, полученных 13

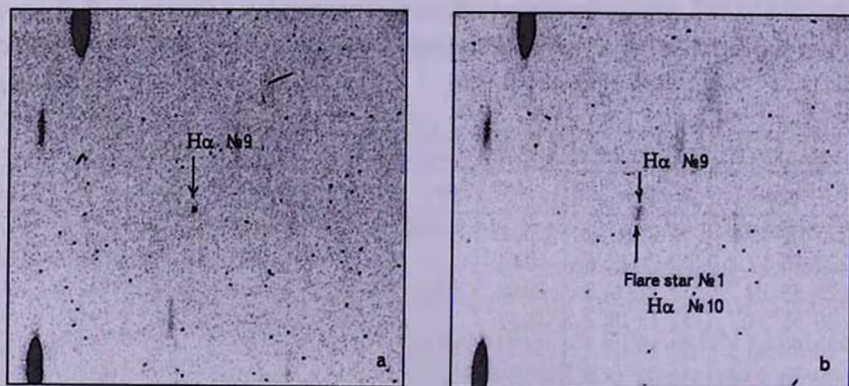


Рис.2а, б. Вспыхивающая звезда №1 до (а) и во время (б) вспышки.

сентября 2004г. с помощью SCORPIO и узкополосного фильтра $H\alpha$ с одинаковыми экспозициями (2400 с), эмиссия в $H\alpha$ у обеих звезд зарегистрирована только на втором снимке. На рис.2а,б приводятся снимки области, соответственно до и во время повышения блеска звезды. Зарегистрированная в линии $H\alpha$ эмиссия позволила включить ее в список эмиссионных звезд области под номером 10 [7]. Как видно на рис.2б, интенсивность эмиссии у обеих звезд почти одинакова. На первом снимке (рис.2а) зарегистрирована эмиссия только у звезды №9, а у звезды №10 она отсутствует. Звезды не видно также и на прямом изображении области, полученном через 5 мин после повышения блеска. Следовательно, увеличение яркости произошло за менее чем 40 мин. Так как звезды в минимуме не видно ни на одной карте Паломарского обзора (DSS1, DSS2), можно сказать, что амплитуда повышения блеска звезды в красных лучах больше 2^m . Увеличение яркости за такой короткий срок характерно для вспыхивающих звезд типа UV Кита.

Мы не обращались бы к наблюдениям 2004г., если бы не зарегистрировали при настоящих наблюдениях более мощную вспышку, зарегистрированную 1-го октября 2010г. у слабой ($m_R = 18^m.74$) звезды NOMAD1 1420-0426822 [14], находящейся на 4 угл. мин южнее известной яркой звезды HD 200387. Приблизительно на таком же расстоянии от звезды находится инфракрасный источник IRAS 20593+5155 [13]. Наблюдения велись по программе поиска $H\alpha$ звезд в вышеуказанных двух небольших полях области Суг OB7, где ни одна эмиссионная звезда не была обнаружена. На рис. 3а,б,с приводятся изображения области из DSS2 (3а), и два изображения области, полученные с помощью узкополосного фильтра $H\alpha$, на которых видны спектры объектов поля до вспышки (3б) и в начале вспышки (3с). На карте отождествления, взятой из DSS2, отмечены вспыхивающая звезда, инфракрасный источник IRAS 20593+5155, яркая звезда HD 200387 и звезды 1 и 2, которые были использованы при оценке амплитуды вспышки и имеют яркости в красных лучах, соответственно $m(1)_{iR} = 14^m.21$ и $m(2)_{iR} = 14^m.43$ [14]. Во время

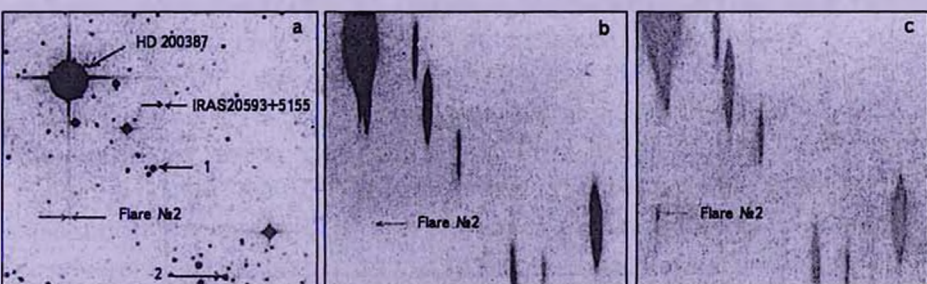


Рис.3а, б, с. Карта отождествления вспыхивающей звезды №2 (а) и спектры объектов области до(б) и в начале вспышки (с).

вспышки на спектре видны сильная эмиссия в линии $H\alpha$, а также два других сгущения, напоминающие эмиссии, отождествление которых на бесшелевых спектрах очень трудно. Вспышка зарегистрирована на двух снимках, первый из которых получен с экспозицией 2 мин, а второй за 30 мин. В эту же ночь получены 7 спектральных и прямых изображений области до вспышки и одно после нее. Еще четыре снимка этой области получены 9-го ноября. Все упомянутые снимки получены с помощью узкополосного фильтра $H\alpha$ или же с широкополосным красным фильтром. На всех снимках вне вспышки звезда остается вблизи минимума, а находящиеся в пределах ошибок измерений слабые колебания блеска могут также быть обусловлены различием в использованных узкополосных и широкополосных фильтрах.

На рис.4 приводится кривая блеска вспышки, где по оси абсцисс отложены Юлианские дни, а по оси ординат - звездные величины. Снимки области продолжались около 3-х часов с узкополосным $H\alpha$ и широкополосным R -фильтрами, а для оценки амплитуд в качестве стандартов использованы звезды 1 и 2 (см. рис.3а). При построении кривой блеска использованы также снимки, полученные 9-го октября. Во время вспышки яркость звезды сравнима с блеском звезд 1 и 2, использованных в качестве стандартов. Последний снимок в эту ночь получен через 45 мин после максимума, и, как видно на рис.4, яркость звезды остается чуть выше среднего минимума. Вспышка звезды продолжительностью порядка ≤ 90 мин имеет амплитуду в красных лучах $\Delta m = 4^m.0$. Возгорание блеска с амплитудой $\Delta m = 3^m.7$ зарегистрировано на первом снимке, полученном с экспозицией 2 мин. Быстрое возгорание,

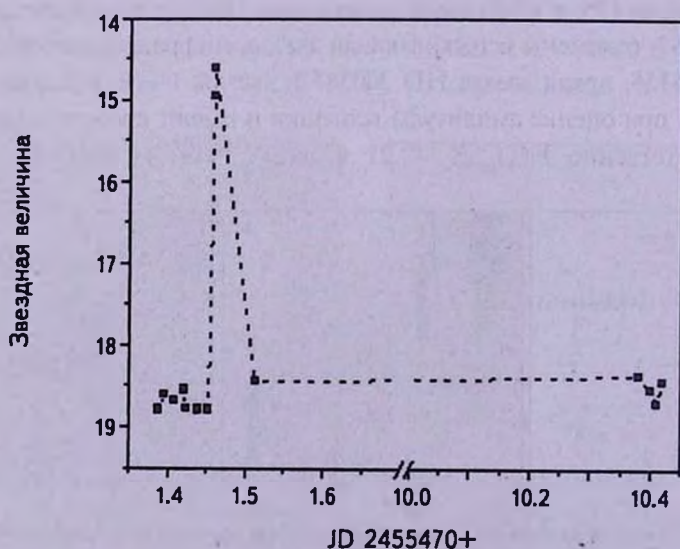


Рис.4. Кривая блеска вспышки, зарегистрированная у вспыхивающей звезды №2.

форма кривой блеска, амплитуда и быстротечность процесса характерны для вспыхивающих звезд типа UV Кита. Данная вспышка очень мощная, если учесть, что амплитуды вспышек звезд этого типа обычно сильно возрастают в сторону коротких волн.

4. *Заключение.* Таким образом, поиск H α объектов в трех полях ассоциации Суг OB7 позволил только в одном из них (поле 3) обнаружить 8 новых эмиссионных звезд. В двух других полях (1 и 2) эмиссионных звезд не обнаружено, что, по-видимому, говорит о том, что мы с этой стороны подошли к границе Т ассоциации. Дальнейшими наблюдениями мы намерены определить границы ассоциации во всех направлениях. Почти все эмиссионные звезды по цветовым характеристикам принадлежат к спектральным классам от поздних К до M5.

В областях, где ранее не проводился поиск вспыхивающих звезд, обнаружены две вспыхивающие звезды типа UV Кита. Общее время интегрирования настоящих и ранее выполненных наблюдений в этих двух полях составляет 11 часов, что свидетельствует о высокой частоте обнаружения вспыхивающих звезд. Становится очевидным, что в области ассоциации Суг OB7 помимо уже известных звезд типа Т Тельца, Ae/Be звезд Хербига и объектов Хербига-Аро находится и группа вспыхивающих звезд типа UV Кита.

В целом, начиная с 2000г., нашими наблюдениями в изучаемой области покрыта площадь 0.22 кв. град. [1,4-9]. Помимо ранее известных эмиссионных звезд эти наблюдения позволили обнаружить 36 новых эмиссионных звезд, 3 группы объектов Хербига-Аро, несколько кометарных туманностей и, наконец, 2 вспыхивающие звезды типа UV Кита. Зарегистрировано образование инфракрасной туманности небольших размеров, которое за последние 9 лет в целом сохраняет постоянную форму и блеск с весьма малыми колебаниями. Одновременное присутствие в ассоциациях молодых карликов типа Т Тельца и вспыхивающих звезд типа UV Кита с похожими признаками хромосферной активности в спектрах, свидетельствует в пользу их эволюционной связи [25,26]. Показано, что из обнаруженных эмиссионных звезд, имеющих спектральные характеристики звезд типа Т Тельца, 4 звезды образуют динамически неустойчивую физическую систему типа Трапеции Ориона. На основе спектральной классификации 2-х обнаруженных эмиссионных звезд показано, что они находятся на расстоянии приблизительно 200 пк. Расстояние до ассоциации Суг OB7 в 4 раза превышает эту оценку[11], а темное облако Хавтасси 141 находится на расстоянии 400 пк [12]. Обычно размеры Т ассоциаций не превышают нескольких десятков парсек и содержат от 1-2 до нескольких десятков звезд типа Т Тельца. Из-за низкой светимости члены Т ассоциаций обнаруживаются в среднем на расстоянии менее 500 пк. Часть обнаруженных эмиссионных

звезд в исследованной нами области проектируется на темное облако Хавтасси 141, следовательно они должны быть ближе 400 пк. Две звезды, расстояния которых в среднем равны 200 пк, имеют спектральные характеристики звезд типа Т Тельца [1,7]. Дальнейшие исследования покажут, находится ли в этом направлении одна из самых близких Т ассоциаций. Отметим, что ближайшая от нас хорошо известная Т ассоциация в области Тау-Ауг, находится на расстоянии 140 пк. Очевидно, что подробное и всестороннее исследование объектов в наблюдаемой нами области является весьма важным, так как, по многочисленности обнаруженных нестационарных объектов она становится сравнимой с ассоциацией Ориона и находится почти на таком же расстоянии.

¹ Бюраканская астрофизическая обсерватория им В.А.Амбарцумяна, Армения, e-mail: nmelikia@bao.sci.am

² Астрономическая обсерватория "Рамон Мария Аллер" университета Сантьяго де Компостела, Испания, e-mail: vakhtang.tamazian@usc.es

EMISSION STARS IN Cyg OB7. NEW FLARE STARS. III

N.D.MELIKIAN¹, V.S.TAMAZIAN², A.A.KARAPETIAN¹,
A.L.SAMSONYAN¹

Continuation of the search for emission objects in three new fields within Cyg OB7 association resulted in detection of eight new emission stars in one of them. In two others no emission stars are detected, which apparently indicates that at this part of T association we have approached to its border. For the first time, two UV Ceti type flare stars in this region are detected.

Key words: *stars: emission objects: association*

ЛИТЕРАТУРА

1. Н.Д.Меликян, А.А.Карапетян, *Астрофизика*, **53**, 549, 2010.
2. Н.Д.Меликян, В.С.Тамазян, А.А.Карапетян, А.Л.Самсонян, Г.Р.Костандян, *Астрофизика*, **54**, 231, 2011.
3. Д.С.Хавтасси, Атлас Галактических Темных Туманностей, Абастуманская

астрофиз. обсерв., Грузия, 1960.

4. Н.Д.Меликян, А.А.Карапетян, *Астрофизика*, **44**, 265, 2001.
5. Г.А.Арутюнян, Н.Д.Меликян, *Астрофизика*, **44**, 431, 2001.
6. Н.Д.Меликян, А.А.Карапетян, *Астрофизика*, **46**, 353, 2003.
7. Н.Д.Меликян, В.С.Тамазян, А.А.Карапетян, *Астрофизика*, **49**, 375, 2006.
8. Н.Д.Меликян, В.С.Тамазян, А.А.Карапетян, С.К.Балаян, *Астрофизика*, **50**, 17, 2007.
9. Н.Д.Меликян, В.С.Тамазян, Х.А.Докобо, А.А.Карапетян, *Астрофизика*, **51**, 229, 2008.
10. В.А.Амбарцумян, *Научные Труды*, т.2, Изд. АН Арм ССР, Ереван, 1960, с.61.
11. W.A.Hiltner, *Astrophys. J, Suppl. Ser.*, **2**, 389, 1956.
12. P.T. de Zeeuw, R.Hoogerwerf, J.H.J. de Bruijne et al., *Astron. J.*, **117**, 354, 1999.
13. Joint IRAS Science Working Group. *Infrared Astronomical Satellite Catalogs, The Point Source Catalog, Version 2.0*, NSSA RP - 1190, 1988.
14. N.Zacharias, D.G.Monet, S.E.Levine et al., *Bulleten of the American Astronomical Society*, vol. **36**, p.1418, 2004.
15. C.J.Davis, R.Gell, T.Khanzadyan et al., *Astron. Astrophys.*, **511**, 24, 2010.
16. L.Kohoutek, R.Wehmeyer, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, **134**, 255, 1999.
17. A.R.Witham, C.Knigge, J.E.Drew et al., *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **384**, 1277, 2008.
18. B.Reipurth, *A General Catalog of HH Objects*, Elec.Published, 1999.
19. M.S.Bessell, J.M.Brett, *Publ. Astron. Soc. Pacif.*, **100**, 1134, 1988.
20. S.K.Leggett, *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **82**, 351, 1992.
21. E.J.Hilton, A.A.West, S.L.Hawley et al., *Astron. J.*, **140**, 1402, 2010.
22. P.V.Sada, *JAVSO*, **38**, 52, 2010.
23. D.W.Latham, T.M.Brown, D.G.Monet et al., *Bulletin of the American Astronomical Society*, **37**, 1340, 2005.
24. L.M.Walkowicz, G.Basri, N.Batalha et al., *arXiv:1008.0853v2*, 2010.
25. В.А.Амбарцумян, *Астрофизика*, **6**, 31, 1970.
26. V.A.Ambartsumian, L.V.Mirzoyan, *Astrophys. Space Sci.*, **84**, 317, 1982.

КОМПАКТНЫЕ ТУМАННОСТИ $cn1$ И $cn2$, СВЯЗАННЫЕ С ИНФРАКРАСНЫМИ СКОПЛЕНИЯМИ ЗВЕЗД

А.Л.ГЮЛЬБУДАГЯН

Поступила 13 апреля 2011

Принята к печати 25 мая 2011

Приведены результаты исследования компактных туманностей $cn1$ и $cn2$, находящихся в обширной яркой туманности S235. В результате ^{12}CO наблюдений выявлено наличие синего и красного истечений из молекулярного облака, в которое погружены эти туманности (то есть это биполярное истечение). Показано, что $cn1$ и $cn2$ связаны с ИК-скоплениями молодых звезд, часть из которых имеют пылевые диски или оболочки (это молодые звездные объекты - МЗО), причем МЗО группируются к центру скоплений. $cn1$ связан с инфракрасным точечным источником IRAS05377+3548, имеющим ИК-цвета, близкие к звездам типа Т Тельца. Рассмотрена цепочка объектов, исходящая из S235 (что, видимо, подразумевает их эволюционную связь). Это компактные туманности S235 A, B и C, объекты Херbiga-Аро GGD5 и GGD6. Исследована также группа ИК-звезд, связанных с GGD6.

Ключевые слова: *область звездообразования:молекулярное истечение:
инфракрасное скопление звезд*

1. **Введение.** При просмотре карт Паломарского атласа, наряду с объектами Херbiga-Аро, кометарными туманностями, были обнаружены компактные туманности (компактные яркие туманности, проецирующиеся на большие яркие туманности) [1]. Эти объекты могут быть как отражательными туманностями, так и компактными областями HII. В обоих случаях они интересны, так как в них находятся ранние яркие звезды, погруженные в компактные туманности.

Рабочая модель истоков вновь рожденных звезд с большой светимостью предполагает: ввиду того, что сама звезда невидима, все внимание сосредотачивается на самих истоках, т.е. на ультракомпактных областях HII (UC HII), горячих молекулярных ядрах, холодных пылевых оболочках (ответственных за дальнейшее ИК-излучение - источники IRAS), биполярное молекулярное истечение, H₂ джеты, мазеры воды, горячие пылевые коконы, яркие в ИК, и т.д. Нами был предпринят успешный поиск молекулярных истечений около областей звездообразования в южном полушарии (см., например [2,3]). В данной статье молекулярное истечение связано с областью звездообразования в северном полушарии.

Исследуемые в данной статье туманности $cn1$ и $cn2$ расположены в

яркой туманности S235. Туманность S235 расположена в направлении антицентра нашей Галактики. Расстояние до S235 оценивается в ~ 1.8 кпк [4].

2. *СО наблюдения молекулярного облака, связанного с $sp1$ и $sp2$.* Спектры $^{12}\text{CO}(1-0)$ наблюдений области, содержащей $sp1$ и $sp2$, приводятся на рис.1. Наблюдения проведены на 14-м телескопе TRA0 (Южная Корея). Из рис.1 можно сделать вывод о наличии трех облаков в исследуемой области, со скоростями, соответственно -20 км/с, -17 км/с и -11 км/с, а также о наличии синего (0-7.3 км/с) и красного (0-9.3 км/с) истечений.

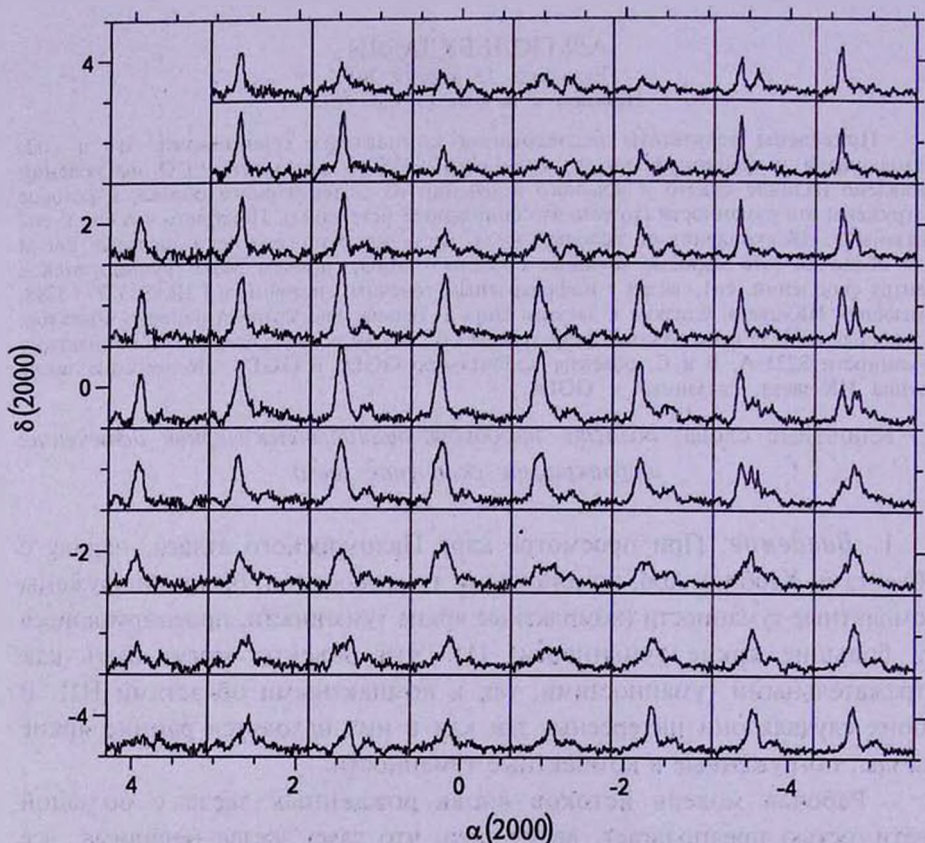


Рис.1. СО спектры окрестности объектов $sp1$ и $sp2$. В каждой ячейке по оси x отмечена радиальная скорость ($-30 \text{ км/с} < x < 3 \text{ км/с}$), по оси y - антенная температура T_a ($-2\text{K} < y < 17\text{K}$). $T^* = 15.71 \text{ K}$. Отсчет прямого восхождения и склонения дан в минутах дуги от (0,0), координаты которого $\alpha(2000) = 05^{\text{h}}41^{\text{m}}07^{\text{s}}.2$. $\delta(2000) = +35^{\circ}49'34''$.

В табл.1 в каждой ячейке отмечено наличие скоростей -20, -17 и -11 км/с (наличие этих скоростей отмечено соответственно цифрами 1, 2 и 3, что соответствует облакам 1, 2 и 3), присутствие красного истечения отмечено знаком +, а синего - знаком -. В табл.1 ячейки те же, что и

на рис.1. Из таблицы можно сделать следующие выводы. Облако 1 (связанное с S235) наблюдается почти во всей регистрируемой области. Облако 2, которое в основном расположено южнее S235, как видно из табл.1, регистрируется в основном южнее и к западу от cn1. Облако 3 регистрируется примерно на половине исследуемой области. Это облако видимо не связано с S235, а просто проецируется на исследуемую область, возможно это облако расположено за облаком 1. Красное истечение расположено к северо-западу от cn1, а синее - к юго-востоку от cn1. Наличие красного и синего истечений означает, что здесь присутствует биполярное молекулярное истечение.

Таблица 1

РАСПРЕДЕЛЕНИЕ МОЛЕКУЛЯРНЫХ ОБЛАКОВ И ИСТЕЧЕНИЙ В ОКРЕСТНОСТИ ОБЪЕКТОВ cn1 И cn2

	1	1, +	1, 3, +	1,3, +	1, 2, 3, +	1, 2	1, 2, 3
	1,3	1	1, 3, +	1, 3, +	1, 3, +	1	1, 3
1	1	1	1, 3, +	1, 3, +	1, 3, +	1, 3	1, 2, 3
1	1	1	1	1, 3, +	1, 3, +	1, 2, 3	1, 2
1	1	1, 3	1	1, 3	1, 3	1, 2, 3	1, 2, 3
1	1, 3	1, 3	1, 3, -	1, 3, -	1, 3	1, 2, 3	1, 2, 3
1	1, 3	1, 3, -	1, 3, -	1, 3	1, 3	1, 2, 3	1, 2, 3
1	1, 2, -	1, 2, 3, -	1, 2, 3, -	1, 2, 3	1, 2, 3	1, 2, 3	2, 3
2	1, 2	1, 2, 3, -	1, 2, 3	1, 2, 3	1, 2, 3	1, 2, 3	2, 3

cn1 связан с точечным ИК-источником IRAS05377+3548 [5] (рис.2). Наличие точечного источника IRAS около cn1 можно объяснить переизлучением пылевого облака, температура которого в несколько раз ниже

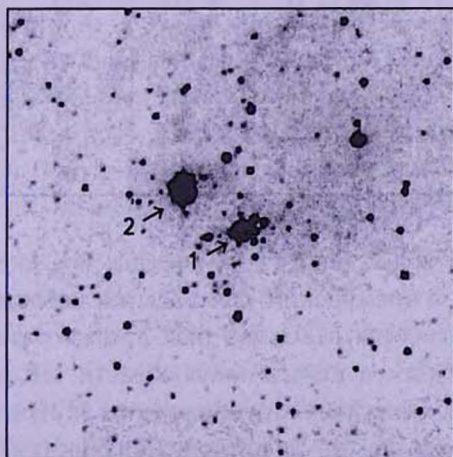


Рис.2. 2MASS K изображение области, содержащей cn1 и cn2. Север - наверху, восток - слева. Размеры изображения 6' x 6'. 1 - объект cn1, 2 - объект cn2.

температуры околозвездной пылевой оболочки. ИК-цвета этого источника $R(1,2) = 0.017$; $R(2,3) = 0.634$; $R(3,4) = 0.167$. $R(1,2)$ и $R(3,4)$ похожи на аналогичные цвета звезд типа Т Тельца (тип 2, согласно [6]), $R(2,3)$ соответствует ИК-источнику, связанному с мазером воды (тип 1 [6]). В [1] предложен новый тип точечных ИК-источников, занимающих промежуточное положение между типами 1 и 2 (это тип 1-2). Для них $R(1,2) = (-0.3 - 0.1)$; $R(2,3) = (0.38 - 0.87)$; $R(3,4) = (0 - 0.28)$. Это фактически тип ИК-источников, предшествовавших звездам типа Т Тельца. Как видно из табл.4 из [1], половина компактных туманностей (объектов сп) связана с типом 1, а вторая половина - с типом, предложенным нами (типом 1-2).

3. Инфракрасные скопления звезд, связанных с $cn1$ и $cn2$.

В табл.2 приведены данные о звездах из ИК-скопления вокруг $cn1$. В первом столбце дан номер звезды, во втором и третьем - координаты звезды, в четвертом - расстояние звезды от центра скопления (в секундах дуги, координаты центра: $\alpha(2000) = 05^h 41^m 07^s.128$, $\delta(2000) = +35^\circ 49' 32''.701$, в пятом, шестом и седьмом столбцах - ИК-цвета звезд.

Таблица 2

ИК-СКОПЛЕНИЕ ЗВЕЗД, СВЯЗАННЫХ С $cn1$

N	$\alpha(2000)$	$\delta(2000)$	r''	J - H	H - K	J
1	05 ^h 41 ^m 07 ^s .037	35°49'34".81	2.381	2.340	2.102	12.429
2	05 41 07.466	35 49 32.15	4.150	1.024	2.144	13.439
3	05 41 08.886	35 49 29.08	4.662	2.031	1.580	14.331
4	05 41 07.461	35 49 36.83	5.780	-0.219	3.734	13.686
5	05 41 06.693	35 49 36.47	6.492	3.051	2.018	13.795
6	05 41 07.407	35 49 26.64	9.946	1.694	1.188	13.126
7	05 41 07.267	35 49 22.31	10.523	2.773	1.188	15.899
8	05 41 06.232	35 49 33.39	10.918	0.985	1.841	15.407
9	05 41 06.276	35 49 24.50	13.218	0.608	0.098	12.829
10	05 41 07.697	35 49 18.96	15.385	1.143	0.807	17.134
11	05 41 06.223	35 49 43.68	15.542	1.413	0.820	14.677
12	05 41 08.570	35 49 28.98	17.929	1.545	0.421	16.310
13	05 41 05.664	35 49 25.50	19.212	1.435	0.695	16.064

Как видно из табл.2, почти все звезды ИК-скопления являются покрасневшими из-за поглощения. ИК-избытки наблюдаются у звезд 1, 2, 4, 5 и 8, т.е. они являются МЗО. Из табл.2 можно заключить, что МЗО встречаются в основном в центральной области ИК-скопления. В ИК-звездном скоплении наблюдается группирование МЗО к центру скопления а обычные покрасневшие (из-за поглощения) звезды Главной последовательности расположены в основном на периферии скопления. Такое же явление наблюдается у инфракрасного скопления, расположенного вокруг

S235 A и S235 B [7], а также вокруг туманности S155 [8]. В [7] это явление объясняется тем, что звезды сначала образуются на периферии облака, а затем - в центральной части. Нам кажется, что это явление можно объяснить тем, что звезды образуются в центральной части скопления, а затем рассеиваются, так что в центральной области регистрируются в основном вновь родившиеся звезды.

В табл.3 приведены данные о звездах ИК-скопления вокруг $\sigma 2$. Столбцы в табл.3 те же, что и в табл.2. Координаты центра скопления: $\alpha(2000) = 05^h 41^m 11^s.075$, $\delta(2000) = +35^\circ 50' 06''.299$.

Таблица 3

ИК-СКОПЛЕНИЕ ВОКРУГ ОБЪЕКТА $\sigma 2$

N	$\alpha(2000)$	$\delta(2000)$	$r (")$	$J - H$	$H - K$	J
1	$05^h 41^m 11^s.103$	$+35^\circ 50' 06''.01$	0.449	0.376	4.254	12.642
2	$05\ 41\ 11.021$	$+35\ 50\ 01.75$	4.435	3.317	2.209	12.212
3	$05\ 41\ 11.437$	$+35\ 50\ 05.78$	4.595	0.741	3.038	13.358
4	$05\ 41\ 10.655$	$+35\ 50\ 07.23$	5.197	2.187	-0.542	13.858
5	$05\ 41\ 11.334$	$+35\ 50\ 11.96$	6.476	-0.374	2.669	13.601
6	$05\ 41\ 10.493$	$+35\ 50\ 08.33$	7.369	2.683	1.174	14.989
7	$05\ 41\ 11.305$	$+35\ 50\ 15.62$	9.733	2.006	0.929	14.898
8	$05\ 41\ 10.603$	$+35\ 50\ 14.18$	9.750	0.853	1.213	14.403
9	$05\ 41\ 11.157$	$+35\ 50\ 18.62$	12.359	2.260	1.031	15.649
10	$05\ 41\ 10.936$	$+35\ 50\ 21.83$	15.622	2.111	0.871	16.056

Как видно из табл.3, в этом скоплении присутствуют МЗО с толстыми пылевыми оболочками (дисками), это звезды 1, 2, 3 и 5. Все они группируются к центру скопления, как это имело место и в случае предыдущего скопления.

Как можно увидеть из табл.2 и 3, звезды в скоплениях в основном имеют сильное поглощение (большие значения $J - H$). В обоих случаях звезды с толстой пылевой оболочкой или диском (большие значения $H - K$) в основном концентрируются к центру скопления. Особенно примечательны звезды 2, 4 и 5 из табл.2 и звезды 1, 3 и 5 из табл.3. Пылевые оболочки у этих звезд довольно толстые.

4. *Обширная яркая туманность S235 и связанные с ней компактные области.* К югу от S235 в виде цепочки расположены три компактных области HII: S235A, B и C, а также объекты X-A GGD5 и GGD6 [9] (см. рис.3). S235 связан с обширным молекулярным облаком со скоростью -20 км/с, в то время как объекты в цепочке погружены в меньшее молекулярное облако со скоростью -17 км/с, простирающееся в направлении север-юг. A и B связаны с инфракрасным скоплением звезд [8], среди которых имеются МЗО (это источники с ИК-избытком),

которые в основном группируются в центральной области ИК-скопления. В этой области (в центре ИК-скопления) имеются сильно переменный мазер воды и точечный ИК-источник IRAS 05375+3540. Этот источник имеет ИК-цвета, типичные для источника, связанного с мазером воды, тип 1, согласно [6], и на самом деле, поблизости имеется мазер воды. Наблюдено также молекулярное истечение (синее, расположенное между

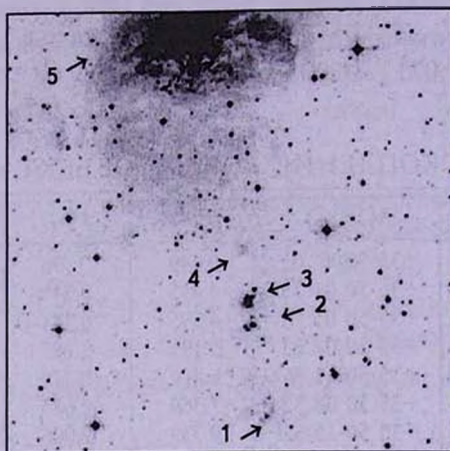


Рис.3. DSS2 R изображение области, содержащей туманность S235 и связанные с ней компактные области HII. Север - наверху, восток - слева. Размеры изображения 15' x 15'. 1 - GGD5 (S235 C), 2 - S235 B, 3 - S235 A, 4 - GGD6, 5 - S235.

мазером и S235 B, в [4] зарегистрировано также наличие красного истечения, но оно настолько слабое, что в [8] его наличие не подтверждается). В центре объектов S235 A и S235 B расположены умеренно проэволюционировавшие МЗО (А. и В., которые выходят из родительского облака [8]). 22% звезд скопления показывают избыток ближнего ИК-излучения и, вероятно, являются МЗО, другие звезды являются покрасневшими звездами ГП. Мазер и питающий его источник находятся в центре скопления. Имеет место градиент в процессе звездообразования - звезды ближе к центру скопления и вокруг мазера наименее развитые, а А. и В. представляют наиболее развитые стадии. S235 A - классическая область HII. Центральная звезда типа В 0.5. Звезда окружена толстой пылевой оболочкой. А. - второй по яркости ИК-источник. S 235 В является ионизированной расширяющейся оболочкой вокруг ранней звезды В., которая оптически толстая в радио континууме и умеренно тонкая в линиях Брэкета [10]. Ионизированные оболочки этого типа были найдены также вокруг МЗО малой светимости. Звезда В. является В_c звездой Хербига (типа В I Ve [11]). S 235 С является оптически тонкой областью HII. Слабая звезда (видимо типа В 0.5) находится в центре туманности. С этой туманностью связан объект Хербига-Аро

GGD5. Подобно А, В и С объекты $cn1$ и $cn2$ также являются компактными областями НII. Поскольку эти оба объекта очень сильны в ближнем ИК, можно предположить, что звезды внутри этих объектов окружены пылевой оболочкой, которая переизлучает в ближнем ИК падающее на нее излучение внутренней звезды.

Таблица 4

ГРУППА ИК-ЗВЕЗД ВОКРУГ ОБЪЕКТА GGD6

N	$\alpha(2000)$	$\delta(2000)$	r''	$J - H$	$H - K$	J
1	05 ^h 40 ^m 54 ^s .461	+35°43'58".31	3.720	0.470	0.800	14.445
2	05 40 54.427	+35 43 57.20	4.883	2.485	0.611	15.409
3	05 40 54.604	+35 44 07.25	5.403	3.080	1.681	14.992
4	05 40 54.977	+35 44 05.78	6.927	2.775	1.510	15.343
5	05 40 55.062	+35 43 59.12	7.424	0.261	0.630	15.072
6	05 40 54.316	+35 44 09.87	8.185	2.166	1.256	13.798
7	05 40 54.535	+35 43 53.12	8.891	2.035	0.663	14.929

Объект GGD6 связан с группой ИК-звезд (см. рис.4). В табл.4 приведены данные для этих звезд. Столбцы табл.4 те же, что и для табл.2 и 3.

Как видно из табл.4, звезды в группе имеют, в основном, сильное поглощение, но у звезд, имеющих пылевые оболочки, они не такие толстые, как у звезд из табл.2 и 3.

Области звездообразования, связанные с S235 (S235 A, B, GGD6, $cn1$, $cn2$), довольно схожи. Все они содержат группы или скопления звезд, причем скопления содержат как обычные покрасневшие звезды ГП, так и звезды с ИК-избытком (МЗО), что свидетельствует о наличии пылевых оболочек (дисков) вокруг этих звезд, причем имеются звезды с очень

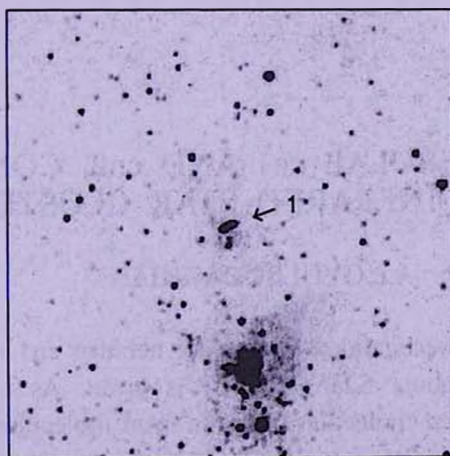


Рис.4. 2MASS K изображение области, содержащей GGD6. Север - наверху, восток - слева. Размеры изображения 6' x 6'. 1 - группа ИК-звезд, связанных с GGD6.

толстой пылевой оболочкой. С $cn1$ и $cn2$, а также с S235 A и GGD5 и GGD6 связаны точечные источники IRAS, которые также свидетельствуют о наличии высвечивающих пылевых оболочек, но с температурой намного ниже, чем у оболочек вокруг МЗО.

4. *Заключение.* В статье исследована окрестность компактных туманностей $cn1$ и $cn2$. Радионаблюдения молекулярного облака, в которое погружены эти туманности, выявили наличие синего, со скоростью $(0 - 7.3)$ км/с по отношению к облаку, и красного, со скоростью $(0 - 9.2)$ км/с по отношению к облаку, молекулярных истечений (то есть это биполярное истечение). С этими туманностями связаны инфракрасные звездные скопления, хорошо видные на 2MASS K изображении области. Среди звезд этих скоплений, наряду с покрасневшими звездами ГП, видны также МЗО, связанные с пылевыми оболочками (дисками). Эти МЗО группируются вокруг центров ИК-скоплений. $cn1$ связан с точечным ИК-источником IRAS 05377+3548, имеющим ИК-цвета, близкие к звездам типа Т Тельца. Рассмотрена цепочка объектов, как бы исходящая из S235, что указывает на их эволюционную связь. Это компактные области S235 A, B и C, объекты X-A GGD5 и GGD6. В статье также рассмотрена группа ИК-звезд, связанных с GGD6. Объекты, связанные с S235, имеют много общего: связь с группами или скоплениями ИК-звезд, связь с точечными источниками IRAS, наличие среди ИК-звезд объектов с сильным ИК-избытком.

Автор выражает благодарность доктору Ч.В.Ли за предоставление данных о $^{13}\text{CO}(1-0)$ наблюдениях области, содержащей $cn1$ и $cn2$.

Бюраканская астрофизическая обсерватория им. В.А.Амбарцумяна,
Армения, e-mail: agyulb@bao.sci.am

COMPACT NEBULAE $cn1$ AND $cn2$, CONNECTED WITH INFRARED STAR CLUSTER

A.L.GYULBUDAGHIAN

The results of investigation of compact nebulae $cn1$ and $cn2$, situated in the large bright nebula S235 (Mil-2) is given. As a result of CO observations blue and red molecular outflows from molecular cloud, in which these nebulae are embedded, is revealed. It is shown, that $cn1$ and $cn2$ are connected with infrared star clusters of young stars, several of these stars are connected with dust discs or envelopes (so named YSOs - young stellar objects),

and YSOs are grouping around the center of clusters. cn1 is connected with infrared point source IRAS05377+3548, which has IR colours, typical for T Tauri type stars. A chain of objects, starting from S235 (perhaps their evolutionary connection is implied), is considered. These are compact nebulae S235 A, B and C and HH objects GGD5 and GGD6. A group of IR stars, connected with GGD6, is also investigated.

Key words: star-forming region: molecular outflow: infrared star cluster

ЛИТЕРАТУРА

1. А.Л.Гюльбудагян, Р.Шварц, Ф.С.Назаретян, Сообщ. Бюраканской обсерватории, **63**, 3, 1990.
2. A.L.Gyulbudaghian, J.May, *Astrofizika*, **48**, 101, 2005.
3. A.L.Gyulbudaghian, J.May, *Astrofizika*, **51**, 469, 2008.
4. M.Nakano, S.Yoshida, *P.A.S.Japan*, **38**, 531, 1986.
5. IRAS Point Source Catalog, Version 2, 1988, Washington, D.C.
6. J.Wouterloot, C.Walmsley, *Astron. Astrophys.*, **168**, 237, 1986.
7. M.Felli, L.Testi, R.Valderraro, J.-J.Wang, *Astron. Astrophys.*, **320**, 594, 1997.
8. L.Testi, L.Olmi, L.Hunt et al., *Astron. Astrophys.*, **303**, 881, 1995.
9. A.L.Gyulbudaghian, Yu.I.Glushkov, E.K.Denisyuk, *Astrophys. J.*, **224**, L137, 1978.
10. M.Simon, M.Felli, L.Cassar, J.Fischer, M.Massi, *Astrophys. J.*, **266**, 623, 1983.
11. P.A.Boley, A.Sobolev, V.Krushinsky, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, **399**, 778, 2009.

ФОТОМЕТРИЧЕСКОЕ ИССЛЕДОВАНИЕ НЕОБЫЧНОЙ
ДВОЙНОЙ СИСТЕМЫ VSX J052807.9+725606Н.А.ВИРНИНА¹, И.Л.АНДРОНОВ^{1,2}, К.А.АНТОНЮК³

Поступила 20 апреля 2011

Принята к печати 25 мая 2011

Представлены результаты трехцветного фотометрического исследования в фильтрах B , V и R недавно обнаруженной необычной двойной звездной системы VSX J052807.9+725606 = USNO-B1.0 1629-0064825. Эта система чрезвычайно похожа на систему V361 Лут, считавшуюся ранее уникальной. Мы подтвердили сильную асимметрию фазовой кривой, и нашли зависимость амплитуды от длины волны. Это интерпретируется моделью "прямого столкновения" аккреционного потока с атмосферой аккрецирующего компонента и образованию "горячего пятна". Определены цветовые температуры. Оценены характеристики "горячего пятна". Мы также вычислили новые эфемериды для VSX J052807.9+725606.

Ключевые слова: *звезды:двойная - объект:VSX J052807.9+725606*

1. *Введение.* В течение более чем 20 лет хорошо изученная коротко-периодическая ($P=0^d.309$) двойная система V361 Лут с чрезвычайно асимметричной кривой блеска фигурировала во многих статьях как уникальная система с прямым столкновением аккреционного потока с атмосферой звезды, который вызвал довольно большую устойчивую горячую область. Согласно классической модели этой звезды, из-за пятна фазовая кривая показывает сильную асимметрию, которая оказывается зависимой от длины волны: амплитуда асимметрии увеличивается с уменьшением длины волны. Фотометрические исследования [1-7], спектральные наблюдения [8] и моделирование [2,3,5] показывают, что взаимодействующая система состоит из двух звезд околосолнечных масс. Анализ диаграммы "О-С" [7-9] показывает быстрое уменьшение периода. В предположении о консервативном перетекании вещества, это означает, что звезда-донор более массивна и очень быстро теряет массу. Поток вещества не формирует аккреционный диск, а ударяется в фотосферу менее массивной и менее яркой звезды, приводя к возникновению очень горячей области - модель "прямого столкновения". Это предположение находится в очень хорошем согласии с фотометрическими и спектральными исследованиями. В 1990г. Калужны [3] предположил, что V361 Лут может быть двойной системой, "пойманной" на заключительном этапе перехода от разделенной к контактной конфигурации, и назвал эту стадию "предконтактной двойной звездой". В 2010г. Вирнина и Андронов [10] открыли переменность объекта

USNO-B1.0 1629-0064825 (R.A.(2000)=5^h28^m07^s.975, Dec(2000)=+72°56'06".05) и классифицировали его как новую короткопериодическую ($P=0^d.41179$) двойную систему, получившую в электронном каталоге "Variable Star Index" обозначение VSX J0528079+725606. Характеристики фазовой кривой этого объекта очень похожи на наблюдаемые у V361 Лг.

Они опубликовали фазовую кривую в интегральном свете и указали на ее нетипично большую асимметрию максимумов и сдвиг вторичного минимума от фазы 0.5. Такая значительная разница между величинами в максимумах не могла быть объяснена обыкновенным эффектом О'Коннелла [11], величина которого обычно меньше на один-два порядка [11-13,8]. Для объяснения эффекта обсуждалось несколько основных моделей, в том числе, прохождения периастра [11] пятен на одной или обеих звездах системы [14] или околос звездного газа [15].

Таким образом, авторы статьи [10] предварительно предположили, что модель очень яркого "горячего пятна", предложенная для V361 Лг для интерпретации фотометрических наблюдений [2] и качественно подтвержденная [8] по спектральным данным, могла бы подойти также и для новой переменной.

2. Наблюдения. Согласно Вирниной и Андронову [10], VSX J052807.9+725606 - довольно слабая звезда. Они наблюдали новую переменную, используя дистанционно управляемый астрофизический рефрактор AP180 с ПЗС камерой SBIG STL-11K без фильтра. Авторы отметили, что максимальная квантовая эффективность датчика камеры близка к стандартному фильтру R . Таким образом, используя величины в системе R для звезд сравнения, они получили $\min_I = 16^m.590 \pm 0^m.020$, $\min_{II} = 16^m.387 \pm 0^m.018$, и $\max_I = 15^m.924 \pm 0^m.016$ и $\max_{II} = 16^m.213 \pm 0^m.020$.

В этой статье мы представляем результаты B , V и R наблюдений, полученных в КрАО на 1.25-м телескопе АЗТ-11, оборудованном ПЗС камерой FLI PL1001E-1 в течение 4 ночей (27 часов) с JD 2455538 по 2455625. Разрешение кадра 0".92/пк, поле зрения кадра 7'.85 x 7'.85. Длительности экспозиций $\text{exp}_B = 120$ с, $\text{exp}_V = 60$ с и $\text{exp}_R = 30$ с. Всего мы получили 372, 395 и 386 оценок блеска в фильтрах B , V и R , соответственно.

Таблица 1

ЖУРНАЛ НАБЛЮДЕНИЙ

Дата	B	V	R
2010-12-07	109	116	114
2010-12-08	133	141	137
2011-01-05	124	132	129
2011-03-04	6	6	6
Всего	372	395	386

Количество наблюдений, полученных в течение каждой наблюдательной ночи, перечислены в табл.1.

3. *Калибровка.* В окрестности VSX J052807.9+725606 нет известных звезд сравнения. Звезды сравнения, использовавшиеся в работе [10], не попадают в меньшее поле телескопа АЗТ-11. Чтобы получить величины звезд сравнения для исследуемой звезды, мы использовали 3 известные звезды сравнения около переменной типа Миры SU Cam (R.A.(2000) = $6^{\text{h}}38^{\text{m}}12^{\text{s}}.66$. Dec.(2000) = $+73^{\circ}54'58''.3$). Мы получали снимки VSX J052807.9+725606 и SU Cam в фильтрах *BVR* поочередно, в течение одной ночи (2011-03-04), когда эти области были почти на одной и той же высоте, и, следовательно, имели близкие воздушные массы. Мы использовали информацию о звездах сравнения, данных как стандарты Хендена на звездной карте AAVSO 4677edf [16]. Координаты, номера AAVSO, номера USNO-B1.0 и величины в фильтрах *B*, *V* и *Rc* трех звезд сравнения в области SU Cam приведены в табл.2. Звезды сравнения и сама SU Cam отмечены на рис.1.

Таблица 2

ИНФОРМАЦИЯ О ЗВЕЗДАХ СРАВНЕНИЯ ОКОЛО SU Cam

AAVSO	USNO-B1.0	RA	Dec	<i>B</i>	<i>V</i>	<i>Rc</i>
142	1639-0055745	$06^{\text{h}}39^{\text{m}}19^{\text{s}}.182$	$+73^{\circ}54'42''.70$	$14^{\text{m}}.890$	$14^{\text{m}}.159$	$13^{\text{m}}.728$
146	1638-0055544	$06^{\text{h}}38^{\text{m}}48^{\text{s}}.264$	$+73^{\circ}53'32''.57$	$15^{\text{m}}.260$	$14^{\text{m}}.617$	$14^{\text{m}}.249$
151	1639-0055718	$06^{\text{h}}38^{\text{m}}56^{\text{s}}.988$	$+73^{\circ}56'04''.53$	$15^{\text{m}}.831$	$15^{\text{m}}.081$	$14^{\text{m}}.620$

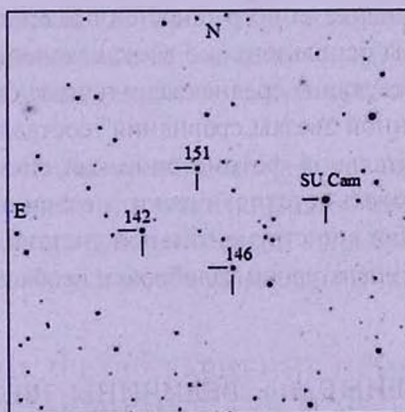


Рис.1. Звезды сравнения около SU Cam. Координаты центра R.A.(2000) = $06^{\text{h}}55^{\text{m}}38^{\text{s}}$, Dec. = $+73^{\circ}54'58''$.

В качестве звезд сравнения для VSX J052807.9+725606 мы выбрали 5 звезд в ее окрестности, и вычислили их инструментальные звездные

величины, используя отношение их интенсивности к интенсивности звезд сравнения около SU Cam, и классическую формулу Погсона:

$$m = m_1 - 2.5 \cdot \log \left(\frac{I}{I_1} \right),$$

где m - неизвестная величина выбранной звезды сравнения, m_1 - известная величина звезды сравнения около SU Cam, I и I_1 - их интенсивности в соответствующем фильтре.

Карта выбранных звезд сравнения показана на рис.2, в то время как информация о координатах, номерах и средних инструментальных величинах

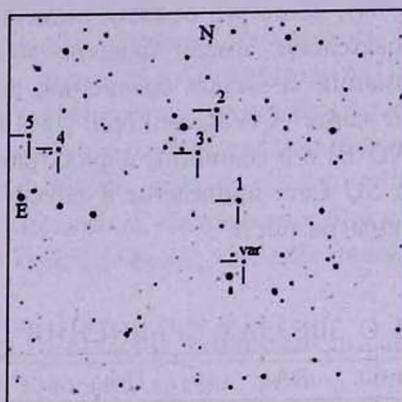


Рис.2. Звезды сравнения для VSX J052807.9+725606. Координаты центра R.A. = $05^h28^m19^s$, Dec. = $+72^\circ57'30''$.

с соответствующими оценками погрешностей представлена в табл.3. Чтобы улучшить точность, мы использовали 5 звезд сравнения и равные веса для усреднения. Соответствующие среднеквадратичные оценки погрешностей для такой "искусственной звезды сравнения" составляют $0^m.013$, $0^m.018$ и $0^m.007$ для инструментальной фотометрической системы b , v , r .

Чтобы анализировать статистически независимые сигналы, мы использовали измерения в инструментальной системе. Однако для анализа показателей цвета и температурной калибровки необходимо преобразование

Таблица 3

ИНСТРУМЕНТАЛЬНЫЕ bvr ВЕЛИЧИНЫ ЗВЕЗД СРАВНЕНИЯ

No	USNO-B1.0	R.A.	Dec.	b	v	r
1	1629-0064823	$05^h28^m07^s.716$	$+72^\circ57'39''.25$	15.590 ± 0.025	14.890 ± 0.024	14.433 ± 0.020
2	1629-0064833	$05^h28^m12^s.181$	$+72^\circ59'59''.14$	16.070 ± 0.023	15.400 ± 0.022	14.939 ± 0.023
3	1629-0064852	$05^h28^m19^s.968$	$+72^\circ58'57''.88$	16.536 ± 0.031	15.688 ± 0.022	15.085 ± 0.023
4	1629-0064957	$05^h29^m07^s.707$	$+72^\circ59'24''.70$	15.993 ± 0.025	15.378 ± 0.022	14.977 ± 0.020
5	1629-0064975	$05^h29^m17^s.425$	$+72^\circ59'50''.29$	16.209 ± 0.027	15.609 ± 0.027	15.231 ± 0.019

в стандартную систему. Согласно Харди [17], разности звездных величин между звездой сравнения и переменной, вычисленные в инструментальной системе, можно преобразовать к стандартной фотометрической системе посредством следующих уравнений:

$$\begin{aligned}\Delta V &= (1 - k_v k_{bv}) \Delta v + k_v k_{bv} \Delta b, \\ \Delta B &= (k_{bv} + k_v k_{bv}) \Delta b + (1 - k_{bv} - k_v k_{bv}) \Delta v, \\ \Delta R_c &= (k_{vr} + k_v k_{vr}) \Delta r + (1 - k_{vr} - k_v k_{vr}) \Delta v, \\ \Delta(B - V) &= k_{bv} \Delta(b - v), \\ \Delta(V - R_c) &= k_{vr} \Delta(v - r),\end{aligned}$$

где ΔV , ΔB , ΔR_c , $\Delta(B - V)$, $\Delta(V - R_c)$ - разности звездных величин и цветов в стандартной системе, Δv , Δb , Δr , $\Delta(b - v)$, $\Delta(v - r)$ - измеренные разности звездных величин и цветов в инструментальной системе, k_v , k_{bv} , k_{vr} - соответствующие коэффициенты редукции, определенные по наблюдениям нескольких десятков стандартных звезд из списка Ландольта [18]. Согласно К.Н.Гранкину (частное сообщение), коэффициенты редукции для АЗТ-11 имеют следующие значения: $k_v = -0.0177$, $k_{bv} = 1.4286$, $k_{vr} = 1.0046$.

Используя эти значения коэффициентов, полученные Гранкиным, а также приведенные выше формулы, получим уравнения связи между инструментальной и стандартной фотометрическими системами:

$$\begin{aligned}\Delta B &= 1.4033 \Delta b - 0.4033 \Delta v, \quad \Delta V = 1.0253 \Delta v - 0.0253 \Delta b, \quad \Delta R_c = 0.9868 \Delta r + 0.0132 \Delta v, \\ \Delta(B - V) &= 1.4286 \Delta(b - v), \quad \Delta(V - R_c) = 1.0046 \Delta(v - r),\end{aligned}$$

где Δm - разность блеска между переменной звездой и звездой сравнения в данном фильтре. Эффективные длины волн инструментальной системы, определенные по этим коэффициентам, равны $\lambda_b = 466 \text{ nm}$, $\lambda_v = 548 \text{ nm}$, $\lambda_r = 640 \text{ nm}$.

Используя эти уравнения преобразования, мы вычислили величины звезд сравнения в "стандартной" системе с помощью "невзвешенного среднего" блеска искусственной звезды сравнения рядом с SU Cam. Соответствующие значения и оценки их погрешностей приведены в табл.4.

Таблица 4

**BVRc ВЕЛИЧИНЫ ЗВЕЗД СРАВНЕНИЯ, ПРИВЕДЕННЫЕ К
СТАНДАРТНОЙ СИСТЕМЕ**

No	USNO-B1.0	B	V	Rc	B - V	V - Rc
1	1629-0064823	15.587±0.036	14.890±0.025	14.433±0.020	0.697±0.049	0.457±0.032
2	1629-0064833	16.055±0.034	15.401±0.023	14.940±0.022	0.654±0.046	0.461±0.032
3	1629-0064852	16.592±0.044	15.684±0.023	15.087±0.023	0.908±0.054	0.597±0.032
4	1629-0064957	15.955±0.037	15.380±0.022	14.977±0.020	0.575±0.048	0.404±0.030
5	1629-0064975	16.165±0.039	15.612±0.028	15.230±0.019	0.554±0.054	0.381±0.034

4. *Фотометрические результаты.* В работе [10] Вирнина и Андронов опубликовали фотометрическую эфемериду VSX J052807.9+725606:

$$\text{MinI.HJD} = 2455261.8484 + 0.41179 E . \\ \pm 0.0016 \quad \pm 0.00005$$

Наши наблюдения в фотометрической системе b , v , r были аппроксимированы тригонометрическими полиномами с определением статистически оптимальных степеней и уточнением начального значения периода методом дифференциальных поправок. Мы использовали программу FDCN [19,20].

Для всех трех фильтров получено одно и то же значение статистически оптимальной степени $s=6$, которое совпадает с полученным [10] для предыдущего сезона наблюдений. "Среднесезонные" значения периода для полос b , v и r равны $0^d.411725 \pm 0^d.000014$, $0^d.411715 \pm 0^d.000011$, $0^d.411736 \pm 0^d.000011$. В пределах погрешностей, эти значения совпадают для всех фильтров, поэтому было рассчитано средневзвешенное значение, которое равно $P = 0^d.411725 \pm 0^d.000006$.

Значения моментов минимумов приведены в табл.5. Средневзвешенное значение начальной эпохи для главного минимума равно $T_0 = \text{HJD } 2455550.0374 \pm 0.0005$. Кроме того, были определены моменты индивидуальных главных и вторичных минимумов, используя метод "асимптотических парабол" [21,20]. Несмотря на то, что их точность меньше, чем точность средних моментов, в дальнейшем они могут быть использованы для построения "О-С" диаграмм.

Таблица 5

МОМЕНТЫ СРЕДНИХ И ИНДИВИДУАЛЬНЫХ МИНИМУМОВ
VSX J052807.9+725606 (HJD 24.....)

Rem	b	v	r
min I (средн.)	55550.0376 $\pm$ 0.0014	55550.0369 $\pm$ 0.0008	55550.0379 $\pm$ 0.0008
min II (инд.)	55538.3212 $\pm$ 0.0011	55538.3166 $\pm$ 0.0016	55538.3157 $\pm$ 0.0192
min I (инд.)	55539.3347 $\pm$ 0.0033	55539.3358 $\pm$ 0.0020	55539.3339 $\pm$ 0.0027
min I (инд.)	55567.3421 $\pm$ 0.0041	55567.3264 $\pm$ 0.0023	55567.3321 $\pm$ 0.0020

Используя средние моменты для прошлого сезона наблюдений [10] и рассматриваемого, получим уточненное значение периода $P = 0^d.4116986 \pm 0^d.0000024$. Разность периодов для двух последовательных сезонов, равная $P = -0^d.000065 \pm 0^d.000050$, не является статистически значимой, поэтому для исследования ожидаемых (по аналогии с V361 Lyr) изменений периода необходимо продолжение мониторинга VSX J052807.9 + 725606.

Таким образом, мы использовали эфемериду

$$\text{MinI.HJD} = 2455550.0374 + 0.4116986 E, \\ \pm 0.0005 \quad \pm 0.0000024$$

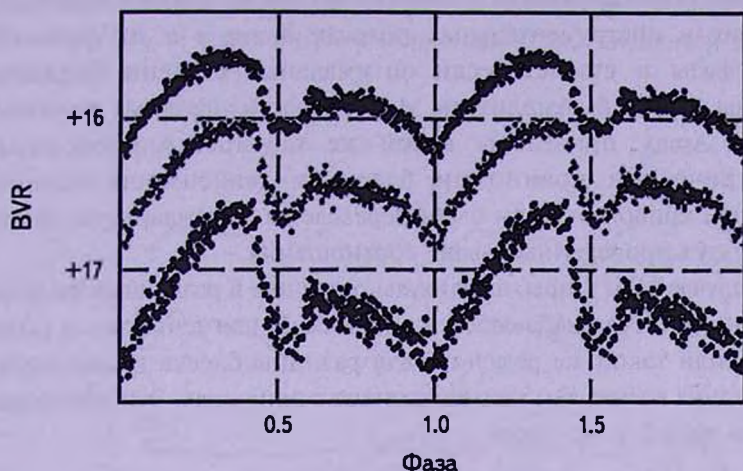


Рис.3. Фазовые кривые блеска VSX J052807.9+725606 в инструментальных системах b , v и r .

Фазовые кривые блеска в инструментальных фотометрических фильтрах b , v , r показаны на рис.3.

Таблица 6

ИНСТРУМЕНТАЛЬНЫЕ ВЕЛИЧИНЫ b , v , r И ВЕЛИЧИНЫ В СТАНДАРТНЫХ ФИЛЬТРАХ B , V И R В МИНИМУМАХ И МАКСИМУМАХ, СТЕПЕНИ ТРИГОНОМЕТРИЧЕСКОГО ПОЛИНОМА, ПОЛНАЯ АМПЛИТУДА И РАЗНИЦА МЕЖДУ МАКСИМУМАМИ

Параметры	b	v	r	B	V	R
$\min_I, \phi = 0.00$	17.595 ± 0.015	16.785 ± 0.008	16.186 ± 0.008	17.656 ± 0.021	16.781 ± 0.015	16.187 ± 0.007
$\min_{II}, \phi = 0.53$	17.532 ± 0.018	16.656 ± 0.010	16.088 ± 0.008	17.619 ± 0.025	16.651 ± 0.018	16.089 ± 0.008
$\max_I, \phi = 0.38$	16.583 ± 0.014	16.026 ± 0.008	15.584 ± 0.008	16.543 ± 0.021	16.030 ± 0.015	15.582 ± 0.007
$\max_{II}, \phi = 0.64$	17.194 ± 0.013	16.432 ± 0.008	15.868 ± 0.007	17.237 ± 0.019	16.429 ± 0.013	15.867 ± 0.006
s	6	6	6	6	6	6
A	1.012 ± 0.021	0.759 ± 0.011	0.602 ± 0.011	1.113 ± 0.030	0.751 ± 0.021	0.605 ± 0.011
$\Delta \max$	0.611 ± 0.018	0.406 ± 0.011	0.284 ± 0.011	0.694 ± 0.028	0.399 ± 0.020	0.286 ± 0.010

Используя принятое значение периода, каждая фазовая кривая была сглажена тригонометрическим полиномом статистически оптимальной степени s , применяя метод наименьших квадратов, при помощи программы MCV [22]. Мы также определили звездные величины в обоих максимумах и минимумах в инструментальных полосах b , v , r и их фазы. Эти величины, фазы и статистически оптимальные степени полиномов представлены в табл.6. Амплитуды A и разности звездных величин в максимумах $\Delta_{\max}$ приведены в той же таблице. Аппроксимации тригонометрическим полиномом блеска и зависимость точности сглаживающей кривой от фазы были переведены в стандартную систему BVR_c , используя приведенные выше соотношения.

Как и в случае V361 Лиры, амплитуды различны в различных фильтрах. Наибольшая амплитуда наблюдается в полосе B , наименьшая - в полосе R . Мы получили такой же результат для разницы блеска в максимумах: чем больше длина волны, тем меньше разница в величинах. Эти зависимости приведены в табл.5 и на рис.4.

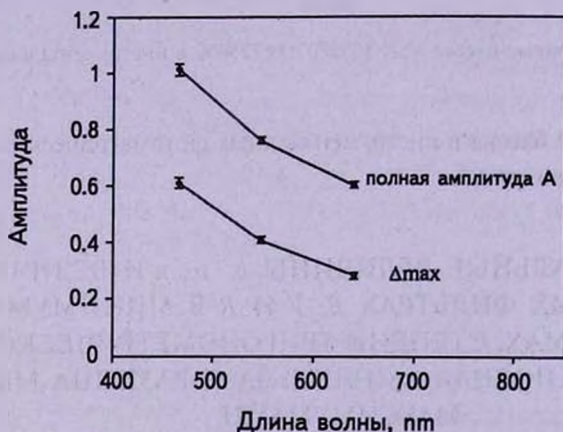


Рис.4. Зависимости от длины волны полной амплитуды и разности блеска между максимумами. Погрешности наблюдений показаны вертикальными отрезками.

5. Анализ показателей цвета. Мы получили фазовые кривые показателей цвета $B - V$, $V - R_c$ и $B - R_c$, и сгладили результат тригонометрическим полиномом порядка $s = 6$. Изменения показателей цвета показаны на рис.5.

Наблюдаемое излучение от VSX J052807.9+725606 можно представить как сумму излучений от нескольких источников различных температур: первичного компонента (затмеваемого в главном минимуме), вторичного компонента и "горячего пятна". Кроме того, могут также существовать группы холодных пятен на одном или обоих компонентах, как на компонентах V361 Лиры.

Как и в случае V361 Лyr, в системе VSX J052807.9+725606 затмения,

очевидно, не полные, цветовая температура, которая может быть оценена по показателям цвета, соответствует интегральной сумме излучения двух или более источников.

Для преобразования показателей цвета в температуры T , мы использовали таблицы из [23,24] и линейную интерполяцию для табличной зависимости $Q = 10000/T$ от $(B - V)$.

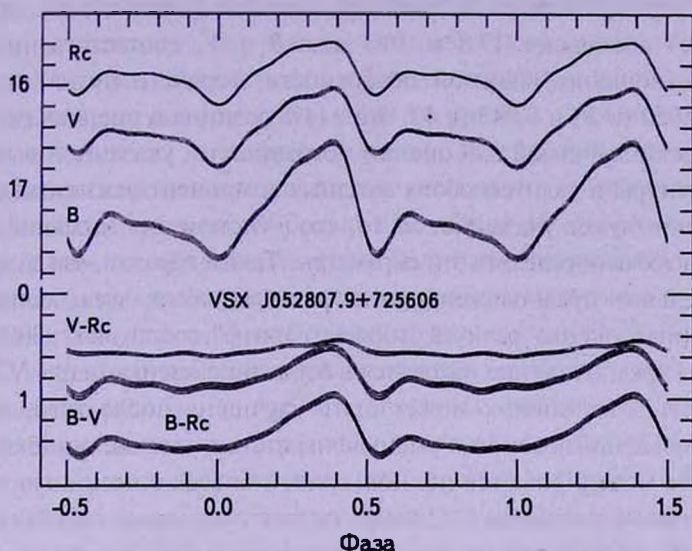


Рис.5. Сглаженные фазовые кривые B , V , Rc , и показатели цвета $B-V$, $V-Rc$ и $B-Rc$ с коридором ошибок 1σ .

Показатели цвета $B - V$ в максимумах сглаживающих кривых $(B - V)_{\max I} = 0^m.513(\pm 0^m.026)$ и $(B - V)_{\max II} = 0^m.808(\pm 0^m.023)$ соответствуют цветовым температурам $6249(\pm 87)$ К и $5150(\pm 73)$ К, соответственно; в главном и вторичном минимумах $(B - V)_{\min I} = 0^m.875(\pm 0^m.026)$ и $(B - V)_{\min II} = 0^m.968(\pm 0^m.031)$, что означает, что соответствующие цветовые температуры равны $4943(\pm 60)$ К и $4666(\pm 88)$ К.

Эти показатели цвета соответствуют источнику излучения с равномерно распределенной по поверхности температурой. Однако, поскольку мы интерпретируем первый (более высокий) максимум как результат излучения от горячего пятна, вызванного "прямым столкновением", оценим его характеристики. Для этого мы предлагаем модель "дополнительного источника"

$$I_{spot} = I_{\max I} - I_{\max II},$$

где $I = 10^{-14m}$ - интенсивность в относительных единицах, соответствующая звездной величине m , для пятна (I_{spot}), главного ($I_{\max I}$) и вторичного ($I_{\max II}$) максимумов. Оценки погрешностей определяются по формуле $\sigma_1/I = (0.4 \cdot \ln 10)\sigma_m = 0.921\sigma_m$. Характеристики горячего пятна, определяемые в стандартной фотометрической системе $BVRc$, являются следующими:

$B = 17^m.357 \pm 0^m.049$, $V = 17^m.310 \pm 0^m.057$, $R_c = 17^m.174 \pm 0^m.036$, $B - V = 0^m.047 \pm 0^m.075$, $V - R_c = 0^m.137 \pm 0^m.067$. Показатель цвета $B - V$ соответствует температуре "горячего пятна" $T = 9341 \pm 766$ К - почти в два раза больше, чем в минимумах, когда основным источником излучения является одна из звезд.

При этих значениях температуры, отношение средней яркости поверхности в "горячем пятне" и двойной системы (видимой во вторичном максимуме) составляет 17.8 и 10.3 для B и V , соответственно. Таким образом, отношение видимой поверхности "горячего пятна" и двойной системы 0.050 (в B) и 0.043 (в V), эта ~14% разница в оценках не является статистически значимой для оценки погрешности, указанной выше.

Температуры и радиусы обоих звездных компонент неизвестны. Глубина и форма минимумов указывают на то, что в системе нет затмений, которые могли бы помочь определить эти параметры. Таким образом, мы делаем очень предварительное предположение, что размеры обеих звезд сопоставимы. Приближенная оценка радиуса "горячего пятна" составляет ~30% радиуса звезды. Это предположение находится в согласии с оценками для V361 Лиры.

Точность этих оценок может быть улучшена после того, как будут собраны новые наблюдения и уменьшены статистические ошибки, а также в результате моделирования полной кривой блеска с помощью программ с учетом пятен на звездах. Однако результаты, представленные здесь, могут быть использованы в качестве начальных приближений для дальнейшего совершенствования модели.

6. Обсуждение. Мы проанализировали многоцветные наблюдения в фильтрах B , V и R необычной недавно открытой системы VSX J052807.9+725606, полученные на 1.25-м телескопе АЗТ-11 Крымской астрофизической обсерватории. На основе этих наблюдений были рассчитаны новые эфемериды, которые могут быть позже использованы для анализа диаграммы О-С. Мы подтвердили очень сильную асимметрию фазовой кривой и обнаружили, что, как и в случае V361 Лиры, наблюдается зависимость амплитуды от длины волны. Максимальная яркость соответствует фазе 0.38, это значение очень близко к значению фазы максимальной яркости V361 Лиры, а вторичный минимум смещен с фазы 0.5. Кроме того получили оценки цветовой температуры в максимумах и минимумах и обнаружили, что температуры в минимумах почти равны.

Сравнивая VSX J052807.9+725606 и V361 Лиры, можно отметить, что эти звезды очень похожи. Тем не менее, некоторые различия, которые могут быть определены из фотометрических исследований, все же присутствуют. Амплитуда V361 Лиры больше, чем у VSX J052807.9+725606, глубины минимумов очень близки в случае VSX J052807.9+725606, в отличие от минимумов на фазовой кривой V361 Лиры. Температуры

компонентов в системе V361 Лиры довольно сильно отличаются [8]. Показатели цвета и глубины минимумов показывают, что температуры компонентов VSX J052807.9+725606 сравнительно близки.

Оценивая температуры, мы использовали внутреннюю точность сглаживающих кривых. Другим источником ошибок может быть точность калибровки звезд сравнения и неизвестное межзвездное покраснение. Будущие возможные поправки яркости и показателей цвета звезд сравнения могут немного сдвинуть все оценки количественно, но не качественно.

С другой стороны, близость форм фазовых кривых и других фотометрических характеристик этих двух двойных систем предполагают те же физические процессы, вызывающие асимметрию кривой. Кроме того, обе звезды являются короткопериодическими системами с близкими периодами.

Из анализа диаграммы О-С для V361 Лиры ([7-9]), очевидно очень быстрое уменьшение периода. Эта звезда была признана двойной системой на ее заключительном этапе перехода от разделенной конфигурации к контактной. Мы ожидаем, что тот же эффект будет обнаружен и для VSX J052807.9+725606. Однако эта звезда открыта недавно и довольно слабая для существующих автоматических обзоров, у нас нет архивных данных, чтобы увеличить продолжительность ряда наблюдений и проверить это предположение. Эти факты, а также уникальность группы, состоящей из систем V361 Лиры и VSX J052807.9+725606, позволяют предположить, что данный этап является очень коротким этапом эволюции некоторых двойных систем, поэтому такие системы, как эти две, очень редки и только две из них найдены до сих пор.

Для доказательства физической природы VSX J052807.9+725606, желательны дальнейшие многоцветные наблюдения и спектральные исследования.

Авторы благодарят К.Н.Гранкина, В.П.Гринина, Марека Вольфа и Зденека Микулашека за полезные обсуждения.

¹ Кафедра "Высшая и прикладная математика", Одесский Национальный Морской университет, Украина, e-mail: vimina@gmail.com tt_ari@ukr.net

² Крымская астрофизическая обсерватория, Украина, e-mail: antoniuk@crao.crimea.ua

PHOTOMETRIC STUDY OF THE UNUSUAL BINARY SYSTEM VSX J052807.9+725606

N.A.VIRNINA¹, I.L.ANDRONOV^{1,2}, K.A.ANTONIUK²

The results of three-color BVR photometric study of a recently discovered unusual binary system VSX J052807.9+725606 = USNO-B1.0 1629-0064825

are presented. This system is very similar to V361 Lyr, which was assumed to be unique. We confirmed a strong asymmetry of the phase curve and found the wavelength dependence of the amplitude. This is interpreted by a "direct impact" model with a "hot spot" in the atmosphere of the accreting component. Color temperatures are determined. Characteristics of the "hot spot" are estimated. We also calculated the new ephemeris for VSX J052807.9+725606.

Key words: *stars:double - individual:VSX J052807.9+725606*

ЛИТЕРАТУРА

1. G.A.Richter, I.L.Andronov, Mitt. Veränderliche Sterne, 11, 27, 1986.
2. I.L.Andronov, G.A.Richter, Astronomische Nachrichten, 308, 235, 1987.
3. J.Kaluzny, Astron. J., 99, 1207, 1990.
4. J.Kaluzny, Acta Astronomica, 41, 17, 1991.
5. Di-Sheng Zhai, Ming-Jun Fang, Chin. Astron. Astrophys., 19, 334, 1995.
6. J.D.Gray, R.G.Samec, B.J.Carrigan, Information Bulletin on Variable Stars, 4177, 1, 1995.
7. T.A.Lister, COOL STARS, STELLAR SYSTEMS AND THE SUN: Proceedings of the 15th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems and the Sun. AIP Conference Proceedings, 1094, 688, 2009.
8. R.W.Hilditch, C.A.Collier, G.Hill, S.A.Bell, T.J.Harries, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., 291, 749, 1997.
9. N.A.Virgina, Open European Journal on Variable Stars, 139, 20, 2011.
10. N.A.Virgina, I.L.Andronov, Open European Journal on Variable Stars, 127, 1, 2010.
11. D.J.K.O'Connell, Pub. Riverview College Obs., 2, 85, 1951.
12. N.A.Virgina, Odessa Astron. Publ., 23, 143, 2011.
13. J.Mergentaler, Wroclaw Contr., no.4. p.1, 1950.
14. L.Binnendijk, Astron. J., 65, 358, 1960.
15. Qing-Yao Liu, Yu-Lan Yang, Chinese J. AsAp, 3, 142, 2003.
16. AAVSO variable stars plotter, <http://www.aavso.org/vsp>.
17. Х.Харди, Редукция фотоэлектрических наблюдений. В кн.: "Методы астрономии", под ред. В.А.Хилтнера. М., Мир, 1967.
18. A.U.Landolt, Astron. J., 88, 439, 1983.
19. I.L.Andronov, OAP, 7, 49, 1994.
20. I.L.Andronov, ASPC, 292, 391, 2003.
21. V.I.Marsakova, I.L.Andronov, OAP, 9, 127, 1996.
22. I.L.Andronov, A.V.Baklanov, Astronomy School Reports, 5, 264, 2004, <http://uavso.pochta.ru/mcv>
23. К.У.Аллен, Астрофизические величины, М., Мир, 1977.
24. В.Страйжис, Многоцветная звездная фотометрия. Фотометрические системы и методы. Мокслас, Вильнюс, 1977.

ПОДВЫБОРКА БЕЛЫХ КАРЛИКОВ ГОЛУБЫХ ЗВЕЗДНЫХ ОБЪЕКТОВ FBS

П.К.СИНАМЯН, А.М.МИКАЕЛЯН

Поступила 24 ноября 2010

Принята к печати 25 мая 2011

Приводятся результаты исследований подвыборки белых карликов второй части FBS обзора. В обзоре FBS выявлено 217 WD, среди которых основную часть составляют DA карлики, а также встречаются подклассы DO, DOB, DB, DAB, DAZ, DZ и DC. Проводились многоволновые исследования выборки WD обзора FBS, среди которых 178 объектов из 217 белых карликов совпадают с инфракрасными источниками 2MASS, 155 объектов имеют данные по GALEX (ультрафиолет), 23 являются рентгеновскими источниками ROSAT, 120 из выборки имеют данные по SDSS со звездными величинами в пяти фотометрических полосах *u*, *g*, *r*, *i* и *z*. Проводилось также сравнение выборки WD обзора FBS с аналогичными обзорами (PG и SDSS). Приведены также средние величины *B* и *R*, а также средняя величина длины низкодисперсионных спектров белых карликов из DFBS.

Ключевые слова: *обзоры: белые карлики*

1. *Введение.* Основной целью обзоров голубых звездных объектов является составление полной выборки квазаров (QSO) и сейфертовских галактик (Sy), а также интересных типов звезд, таких как белые карлики (WD), горячие субкарлики (sd), катаклизмические переменные (CV) и т.д. Подавляющее большинство отбираемых объектов после щелевой спектроскопии оказываются звездами.

Одним из таких обзоров является Первый Бюраканский Обзор (First Byurakan Survey, FBS [1]), и, в частности, его вторая часть [2]. Для 1103 отобранных в FBS голубых звездных объектов (Blue Stellar Objects, BSO) опубликован электронный каталог в CDS [3]. Отдельный интерес представляет изучение подвыборок конкретных физических типов объектов, особенно WD и CV. В частности WD имеют высокую плотность вещества (10^5 - 10^6 г/см³) и содержат вырожденный газ, некоторые из них показывают переменность (пульсирующие белые карлики типа ZZ Ceti с нерадиальными пульсациями), а другие имеют сильные магнитные поля (от 2×10^3 до 10^9 Гс) и являются магнитными белыми карликами, что ставит этот класс в ряд самых интересных объектов с точки зрения физики и эволюции звезд. Белые карлики входят в состав CV. В частности, особый интерес представляют полярны (или звезды типа AM Her) и промежуточные полярны (или звезды типа DQ Her) - системы, содержащие белые карлики. Кроме

того, так как мы исследуем карлики ранних спектральных классов, в них встречаются ядра планетарных туманностей.

Данная работа посвящена подвыборке белых карликов второй части обзора FBS.

2. *Подвыборка белых карликов обзора FBS.* В настоящее время исследовано 4109 кв. гр. обзора FBS ($+33^\circ < \delta < +45^\circ$ и $\delta > +61^\circ$). В результате отобран 1101 FBS BSO объект. Результаты спектральных наблюдений и классификации FBS BSO нами опубликованы в работах [4-11]. Однако, наряду с нашими наблюдениями, объекты выборки FBS исследовались и другими авторами. В результате классифицировано всего 753 (68.3%) из 1101 голубых звездных объектов FBS. Среди них наиболее многочисленными являются подвыборки горячих субкарликов sd (49.3% от общего числа классифицированных объектов) и белых карликов WD (28.8%). В обзоре FBS выявлено 217 WD, среди которых основную часть составляют DA карлики, а также встречаются подклассы DO, DOB, DB, DAO, DAB/DBA, DAZ, DZ и DC. В табл.1 представлены подклассы, которые встречаются в подвыборке.

Таблица 1

ПОДКЛАССЫ ОБЪЕКТОВ ПОДВЫБОРКИ

Тип	DO	DOB	DB	DAO	DAB/DBA	DA	DAZ	DZ	DC	Все
Кол.	5	2	7	2	8	180	2	7	4	217
%	2.3	0.9	3.2	0.9	3.7	82.9	0.9	3.2	1.8	100

3. *Физические характеристики FBS WD.* Для выборки звезд FBS обзора определены собственные движения в работе [12], где было выявлено 640 объектов (в том числе 146 белых карликов) с собственными движениями $PM \geq 10$ mas/г, а 333 объекта (в том числе 99 белых карликов) имеют $PM \geq 20$ mas/г. 34 WD имеют $PM \geq 100$ mas/г, 7 имеют $PM \geq 200$ mas/г, 6 – $PM \geq 300$ mas/г WD, которые вошли в список наиболее интересных объектов.

Были также вычислены абсолютные звездные величины и максимально возможное расстояние, принимая тангенциальную скорость $v_t = 50$ км/с как верхний предел. В результате выявлено 185 вероятных белых карликов ($M > 8^m$), 69 возможных WD ($6^m < M < 8^m$) и 42 кандидата в sd/WD ($3^m < M < 6^m$). Из ранее классифицированных объектов был переоткрыт 121 белый карлик. На рис.1 представлено распределение объектов по собственным движениям.

Для получения наилучших фотометрических данных FBS BSO объектов сделана кросс-корреляция с каталогами MAPS [13] и USNO-B1.0 [14]. Результаты приведены в работе [15]. На рис.2 показано распределение

выборки WD FBS обзора по звездным величинам MAPS O.

Каждая подвыборка имеет свое конкретное место на двухцветной диаграмме [15], что дает возможность по показателям цвета, наряду с

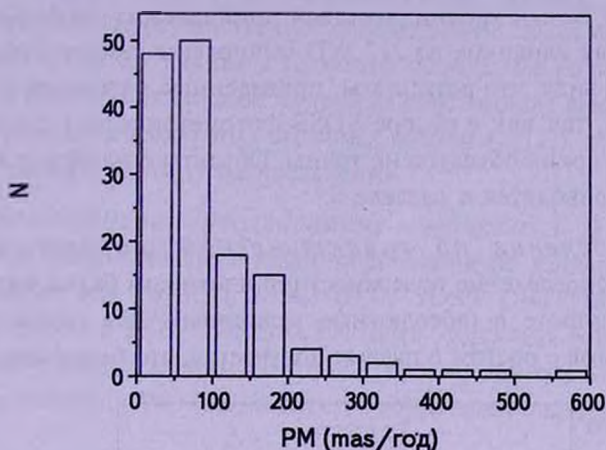


Рис.1. Распределение объектов по собственным движениям PM .

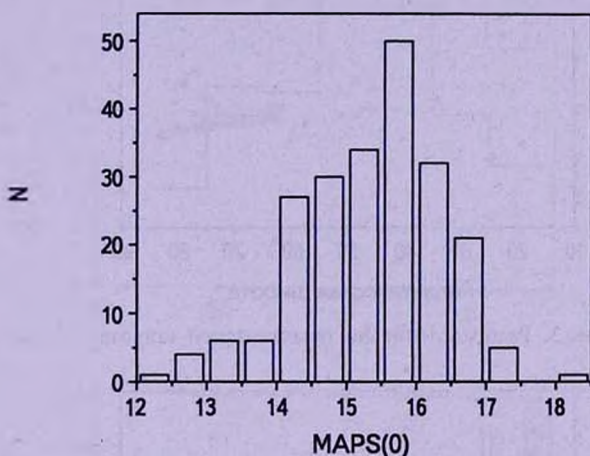


Рис.2. Распределение выборки WD FBS обзора по звездным величинам.

низкодисперсионным спектром и многоволновым данным, как дополнительный критерий, еще неизвестные по природе объекты разбивать на подгруппы вероятных кандидатов. Для белых карликов показатели цвета по каталогам MAPS и USNO-B1.0 меняются в пределах $-0.96 \leq O - E \leq 2.21$, а по фотометрическим данным SDSS[16] в пяти полосах: u , g , r , i и z - $-0.56 \leq u - g \leq 2.47$, $-2.28 \leq g - r \leq 1.73$, $-1.21 \leq r - i \leq 1.70$. Среди белых карликов 2 объекта имеют крайне голубые показатели цвета $O - E = -0.96$ и $O - E = -0.94$, которые классифицированы как DA.

Среди белых карликов встречаются переменные белые карлики, которые

могут быть двойные системы, также пульсирующие белые карлики, показывающие нерадиальные пульсации (переменные типа ZZ Ceti). В подвыборке белых карликов выявлено 3 пульсирующих белых карлика типа ZZ Ceti и 1 белый карлик, который принадлежит двойной системе.

Для 36 белых карликов из 217 WD вычислены температуры [17,18], но надо иметь в виду, что результаты, приведенные в каталоге [18], могут быть не точные, так как в обзоре SDSS фотометрические данные из-за передержки для ярких объектов не точны. Объекты с наиболее высокими температурами приводятся в разделе 8.

4. *Распределение по галактической широте.* На рис.3 представлено распределение поверхностной плотности белых карликов по галактической широте b (абсолютные величины). Для белых карликов плотность объектов с ростом b падает; получается, что белые карлики FBS

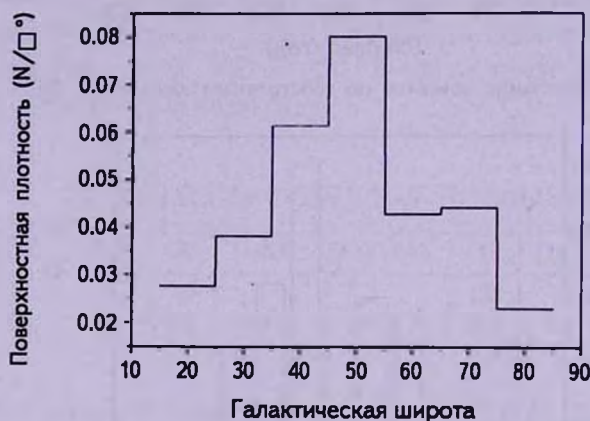


Рис.3. Распределение по галактической широте.

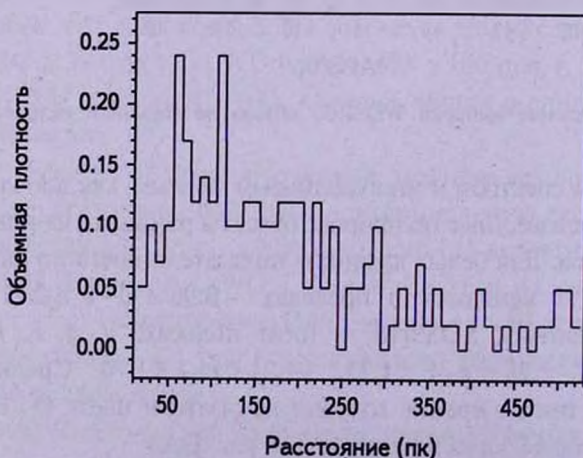


Рис.4. Пространственное распределение белых карликов выборки FBS.

обзора принадлежат промежуточному населению Галактики, как и было принято [19].

5. *Пространственное распределение белых карликов.* На рис.4 представлено пространственное распределение белых карликов выборки FBS. Заметим, что так как была возможна оценка только верхних пределов расстояний (путем определения их точных собственных движений и оценки нижних пределов абсолютных звездных величин, [12]), рис.4 дает только приблизительную картину распределения.

6. *Многоволновое исследование выборки WD обзора FBS.* Для 217 WD была проведена кросс-корреляция по каталогам и по базам данных, таких как MAPS, USNO-B1.0, SDSS DR7 [16], 2MASS [20], ROSAT BSC [21] и FSC [22], GALEX (<http://galex.stsci.edu>). Проводились также кросс-отождествления FBS BSO с базами данных SIMBAD и NED, а также с каталогами WD [16], и спектроскопически подтвержденных SDSS

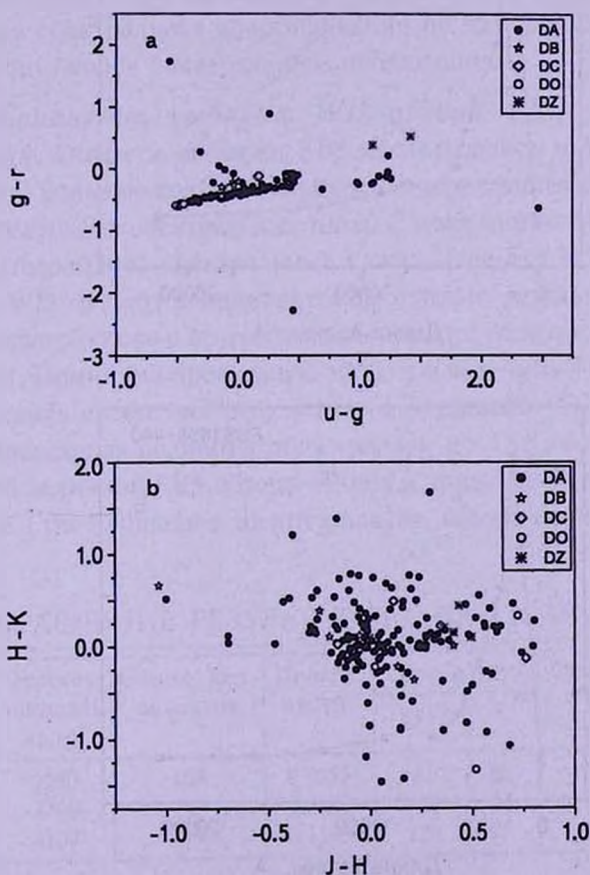


Рис.5а, б. Распределение WD FBS BSO на двухцветных диаграммах SDSS $u-g/g-r$ и 2MASS $J-H/H-K$.

WD [17]. 178 объектов из 217 белых карликов в результате кросс-идентификации с каталогом 2MASS совпадают с инфракрасными источниками, 155 объектов имеют данные по GALEX (ультрафиолет), 23 являются рентгеновскими источниками, 120 из выборки имеют данные по SDSS со звездными величинами в пяти фотометрических полосах u , g , r , i и z . Наличие этих данных позволяет построить двухцветные диаграммы для выборки WD FBS BSO и исследовать неизвестные по своей природе объекты по их распределению. На рис.5а, б приведены диаграммы, построенные по показателям цвета $u-g/g-r$ и $J-H/H-K$.

Все эти данные также вошли в наш электронный каталог. Наличие многоволновых данных позволяет построить многоволновой спектр (рис.6а, б).

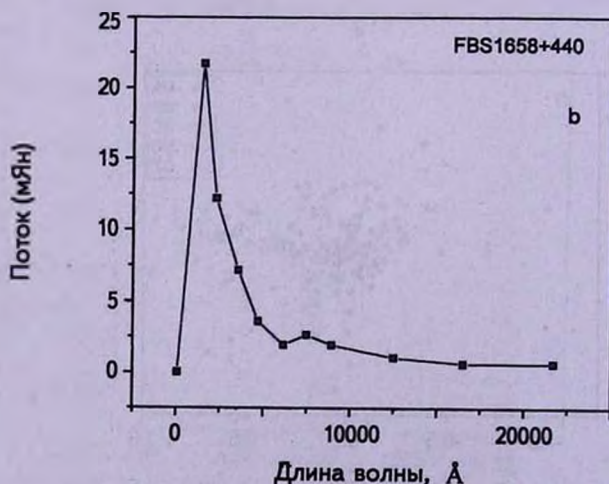
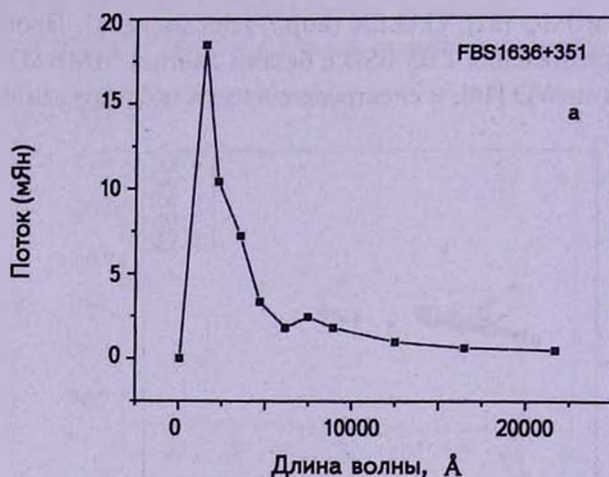


Рис.6а, б. Многоволновой спектр.

7. *Каталог белых карликов обзора FBS.* Все возможные данные подвыборки белых карликов второй части FBS представлены в табл.2*, которая включает 217 объектов. В табл.2 приводится:

1. Номер объекта в обзоре FBS; 2. FBS обозначение hhmm+ddm; 3. Зона обзора FBS, где найден данный объект; 4. Координаты DSS2g на эпоху J2000 (RA); 5. Координаты DSS2g на эпоху J2000 (DEC); 6. Галактические координаты (l и b); 7. Низкодисперсионный спектральный (low-dispersion spectra, LDS) тип; 8. Звездная величина B , оцененная в FBS; 9. Звездные величины B и R из DFBS (Digitized First Byurakan Survey) [23]; 10. u , g , r , i , z звездные величины SDSS DR7 [17]; 11. MAPS/USNO O/B1 - звездные величины; 12. MAPS/USNO O/B1-E/R1 - показатель цвета; 13. GALEX nuv и fuv величины; 14. 2MASS JHK фотометрия; 15. Суммарное собственное движение PM (mas/yr); 16. Максимальное расстояние в пк, принимая тангенциальную скорость $v_t = 50$ км/с как верхний предел; 17. MAPS/USNO абсолютные звездные величины O/B1 с учетом максимально возможного расстояния; 18. Окончательная спектральная классификация по базе данных SIMBAD/MCS/SDSS и по нашим спектральным наблюдениям.

8. *Сравнение выборки WD обзора FBS с аналогичными обзорами.* Объекты выборки FBS исследовались и в других работах. В частности, большое количество объектов пересекается с PG каталогом [19], где приведены их спектральные типы. С появлением SDSS стали известны или подтвердились спектральные классы еще для 120 объектов FBS, из них 31 WD. В табл.3 приводится сравнение результатов выполненной части нашего обзора с другими аналогичными обзорами на перекрываемой площади. Принимая предельную звездную величину FBS обзора $B \leq 17.6$, проводились сравнения результатов с каталогом WD [17], а для обзора SDSS предельная величина принималась $g \leq 17.8$, которая соответствует звездной величине FBS обзора. В табл.3 приводится: обозначение обзора, общая с FBS площадь в шести полосах, общее количество объектов на

Таблица 3

СРАВНЕНИЕ РЕЗУЛЬТАТОВ С ДРУГИМИ ОБЗОРАМИ

Обзор	Пересек. площадь кв.гр.	Общее кол. объектов	Поверх. плотн.	Обн. в FBS		Общее кол. FBS WD	Кол. новых объектов
				кол.	%		
PG	2250	103	0.0457	83	80	217	134
SDSS	3766	257	0.0682	120	47	217	97
WD	4109	479	0.1165	126	26	217	91

* табл.2 приводится только в электронном виде в базе данных CDS Vizier.

этой площади, поверхностная плотность объектов, количество обнаруженных в FBS объектов данного обзора, процент обнаруженных в FBS объектов, общее количество объектов на этой площади, количество новых FBS объектов, отсутствующих в других обзорах.

Таким образом, обзор FBS существенно дополняет выборки WD, что связано со спектроскопическим методом отбора. Большое расхождение с каталогом WD (т.е. обнаружение всего 26% объектов) объясняется наличием в каталоге многих WD, не имеющих УФ-избытка, т.е. объектов поздних классов. SDSS WD в основном голубые, но благодаря лучшему пределу этого обзора, находится также много слабых WD недоступных в FBS.

9. *Наиболее интересные объекты подвыборки WD обзора FBS.* Среди FBS белых карликов имеются некоторые интереснейшие объекты как с точки зрения их физики (магнитные WD, пульсирующие WD, рентгеновские источники), так и с точки зрения их уникальности (объекты с наиболее высокой поверхностной температурой, звезды с большим собственным движением и т.п.). Ниже перечислено и описано 20 из этих объектов с их основными данными, включая 3 рентгеновских источника и 3 пульсирующих белых карлика типа ZZ Cet.

FBS 0742+653 - DO, один из наиболее горячих WD в подвыборке с $T_{\text{eff}} = 80 \text{ kK}$ [17].

FBS 0814+433 - Линии H β , H γ , H δ и H ϵ имеют голубые и красные компоненты. Профили линий имеют форму Лоренцианы. $\text{FWOI} = 80 \text{ \AA}$, $\text{FWHM} = 23.1 \text{ \AA}$.

FBS 1039+412 = HS 1039+4112 - ZZ. Пульсирующий белый карлик (переменная типа ZZ Cet), согласно базе данных SIMBAD, однако не вошедший в Общий каталог переменных звезд (ОКПЗ, [24]). $PM = 72.9 \text{ mas/г}$, $r_{\text{max}} = 144 \text{ пк}$, $M_{\text{obs}} > 10.7$ [12].

FBS 1136+668 = HS 1136+6646 - DAO+K7V. Двойная система. DAO, $T_{\text{eff}} (\text{K}) = 70000$, $\log g = 7.75 \text{ см/с}^2$, период вращения $P = 113^{\text{м}}.13$ [25].

FBS 1307+354 = BG CVn = GD 154 = Ton 1559 = PG 1307+354 = CBS 366 = LSPM J1309+350 - DAV5, ZZA. Пульсирующий белый карлик (переменная типа ZZ Cet) с амплитудой $0^{\text{м}}.09$ (данные о периоде отсутствуют в ОКПЗ). Имеет значительное собственное движение $PM = 229.2 \text{ mas/г}$, $r_{\text{max}} = 46 \text{ пк}$, $M_{\text{obs}} > 12.37$ [12].

FBS 1337+705 - DA2. Имеет значительное собственное движение $PM = 401.7 \text{ mas/г}$ [12].

FBS 1342+443 - DA1. Крайне голубая звезда $B - R = -0.94$.

FBS 1444+637 - DA: Крайне голубая звезда $B - R = -0.96$.

FBS 1459+821 - DB4. Имеет значительное собственное движение $PM = 361.4 \text{ mas/г}$ [12].

FBS 1501+664 - DZ1 согласно [17], что является ошибочной классифи-

кацией. В каталоге PG [19] объект классифицирован как PG 1159 (представляет собой звезду с поверхностной температурой между 75000 K и 200000 K), соответствует классу OVI с эмиссией. Рентгеновский источник 1RXS J150209.2+661220 (на расстоянии $2''.7$, $HR1 = -0.99$, $HR2 = -0.25$), один из наиболее горячих WD в подвыборке с $T_{\text{eff}} = 170 \text{ kK}$ [17].

FBS 1509+613 = SDSS J151026.47+610656.9 - DO. Согласно [26], имеет особенности абсорбционных линий ионов с ультравысоким возбуждением (ultra-high excitation ion - uhei).

FBS 1517+740 - DO. Один из наиболее горячих WD в подвыборке с $T_{\text{eff}} = 95 \text{ kK}$ [17].

FBS 1522+663 - DO. Рентгеновский источник 1RXS J152255.8+660445 (на расстоянии $6''.5$, $HR1 = -1$, $HR2 = 1$), один из наиболее горячих WD в подвыборке с $T_{\text{eff}} = 140 \text{ kK}$ [16], $\log g = 5.5 \text{ cm/c}^2$.

FBS 1559+369 - DA4.5. Имеет значительное собственное движение $PM = 558.7 \text{ mas/г}$ [17].

FBS 1637+335 - DA5s. Имеет значительное собственное движение $PM = 468.7 \text{ mas/г}$ [17], $T_{\text{eff}} = 9940 \text{ K}$ [27], $M_{\text{abs}} > 12.41$ [12]. Инфракрасные потоки, измеренные космическим телескопом Спитцера (SST): IRAC2 (4.5 мкм) = 0.2648 мЯн , IRAC2 (8.0 мкм) = 0.082 мЯн [27].

FBS 1658+440 = PG 1658+440 - DA2p. Рентгеновский источник 1RXS J165948.2+440059 (на расстоянии $2''.1$, $HR1 = -1$, $HR2 = 0$). Магнитный WD $B_s = 2.3 \text{ МГц}$, $T_{\text{eff}} = 30510 \text{ K}$, $\log g = 9.36 \text{ cm/c}^2$, $M = 1.31 M_{\odot}$ [28].

FBS 1713+696 - DA3. Имеет значительное собственное движение $PM = 346.4 \text{ mas/г}$.

FBS 2324+397 = V409 And = HS 2324+3944 - DO, ZZO. Пульсирующий белый карлик (переменная типа ZZ Cet) с амплитудой $0^{\text{m}}.15$ и периодом $P = 0^{\text{d}}.02477$ [24].

FBS 2329+407 - DA3n. Имеет значительное собственное движение $PM = 345.5 \text{ mas/г}$ [12], $T_{\text{eff}} = 15900 \text{ K}$, $\log g = 7.91 \text{ cm/c}^2$ [29].

10. *Заключение.* В данной работе приведены результаты исследований подвыборки белых карликов второй части FBS обзора. Было выявлено 217 WD, среди которых основную часть составляют DA карлики, а также встречаются подклассы DO, DOB, DB, DAB, DAZ, DZ и DC. В результате многоволновых исследований выборки WD обзора FBS, было выявлено 178 объектов из 217 белых карликов, которые совпадают с инфракрасными источниками 2MASS, 155 объектов имеют данные по GALEX (ультрафиолет), 23 являются рентгеновскими источниками, 120 из выборки имеют данные по SDSS с звездными величинами в пяти фотометрических полосах u , g , r , i и z . После сравнения выборки WD обзора FBS с аналогичными обзорами (PG и SDSS) и с каталогом WD, можно сказать, что обзор FBS существенно дополняет выборки WD, что

связано со спектроскопическим методом отбора. Большое расхождение с каталогом WD (т.е. обнаружение всего 26% объектов) объясняется наличием в каталоге многих WD не имеющих УФ-избытка, т.е. объектов поздних классов. SDSS WD в основном голубые, но, благодаря лучшему пределу этого обзора, слабые WD находятся легче. Приведены также средние величины B и R , а также средняя величина длины низкодисперсионных спектров белых карликов из DFBS, которые позволят в дальнейшем моделировать шаблоны спектров для отдельных типов объектов для автоматического поиска голубых звездных объектов на всей площади (17000 кв. гр.) DFBS, что увеличит их число примерно в 4 раза.

Авторы выражают благодарность фонду МНЦ за поддержку работы грантом А-1606.

Бюраканская астрофизическая обсерватория им. В.А.Амбарцумяна,
Армения, e-mail: spk7711@gmail.com aregmick@aras.am

THE SUBSAMPLE OF WHITE DWARFS OF THE FBS BLUE STELLAR OBJECTS

P.K.SINAMYAN, A.M.MICKAELIAN

We present the results of the study of the subsample of WD from the second part of FBS survey. 217 WD from FBS survey have been revealed. The main part of WD are of DA subtype, as well as subtypes DO, DOB, DB, DAB, DAZ, DZ and DC are present. Multiwavelength investigations of the subsample have been carried out. 178 from 217 WD are 2MASS infrared sources, 155 have data from GALEX (ultraviolet), 23 WD are ROSAT X-ray sources, 120 have SDSS photometric magnitudes in five bands: u , g , r , i and z . Also a comparison of the subsample of WD has been carried out with similar surveys (PG and SDSS). Average magnitudes B and R , as well as average value of the length of low-dispersion spectra of WD from DFBS are given.

Key words: *surveys: white dwarfs*

ЛИТЕРАТУРА

1. *B.E.Markarian, V.A.Lipovetski, J.A.Stepanian et al.*, Commun. Special Astrophys. Obs., **62**, 5, 1989.
2. *Г.В.Абрамян, А.М.Микаелян*, Астрофизика, **35**, 315, 1996.
3. *H.V.Abrahamian, V.A.Lipovetsky, A.M.Mickaelian, J.A.Stepanian*, CDS, Strasbourg, Catalog No. II/223, 1999.
4. *Г.В.Абрамян, А.М.Микаелян*, Астрофизика, **35**, 363, 1991.
5. *A.M.Mickaelian, A.C.Gonçalves, M.P.Véron-Cetty, P.Véron*, Astrophysics, **42**, 1, 1999.
6. *A.M.Mickaelian, A.C.Gonçalves, M.P.Véron-Cetty, P.Véron*, Astrophysics, **44**, 14, 2001.
7. *A.M.Mickaelian, H.V.Abrahamian, J.Guibert, R.Chesnel*, Astrophysics, **45**, 73, 2002.
8. *П.К.Синамян, А.М.Микаелян*, Астрофизика, **49**, 333, 2006.
9. *П.К.Синамян, А.М.Микаелян*, Астрофизика, **51**, 37, 2008.
10. *П.К.Синамян, А.М.Микаелян*, Астрофизика, **51**, 226, 2008.
11. *П.К.Синамян, А.М.Микаелян*, Астрофизика, **52**, 76, 2009.
12. *A.M.Mickaelian, P.K.Sinamyun*, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., **407**, 681, 2010.
13. *J.E.Cabanela, R.M.Humphreys, G.Aldering et al.*, Publ. Astron. Soc. Pacif., **115**, 837, 2003.
14. *D.G.Monet, S.E.Levine, B.Casian et al.*, Astron. J., **125**, 984, 2003.
15. *A.M.Mickaelian*, Astron. J., **136**, 946, 2008.
16. *J.K.Adelman-McCarthy, M.A.Agueros, S.S.Allam et al.*, Astrophys. J. Suppl. Ser., **175**, 297, 2008.
17. *G.P.McCook, E.M.Sion*, Astrophys. J. Suppl. Ser., **121**, 1, 1999 (Version 2006 in CDS, Catalog No. III/235A).
18. *D.J.Eisenstein et al.*, Astrophys. J. Suppl. Ser., **167**, 40, 2006.
19. *R.F.Green, M.Schmidt, J.Liebert*, Astrophys. J. Suppl. Ser., **61**, 305, 1986.
20. *R.M.Cutri et al.*, The 2MASS All-Sky Catalog. Final Release, University of Massachusetts and IPAC/California Institute of Technology, 2003.
21. *W.Voges et al.*, Astron. Astrophys., **349**, 389, 1999.
22. *W.Voges et al.*, MPE, Garching, 2000.
23. *A.M.Mickaelian, R.Nesci, C.Rossi et al.*, Astron. Astrophys., **464**, 1177, 2007.
24. *N.N.Samus, O.V.Durlevich et al.*, General Catalog of Variable Stars (GCVS database, Version 2010Jan).
25. *D.K.Sing et al.*, Astron. J., **127**, 2936, 2004.
26. *J.Krziesinski, A.Nitta, S.J.Kleinman et al.*, Astron. Astrophys., **417**, 1093-1099.
27. *F.Mullally, Mukremin Kilic et al.*, arXiv:astro-ph/0611588v1, 17 Nov 2006.
28. *G.D.Schmidt, P.Bergeron, J.Liebert, R.A.Saffer*, Astrophys. J., **394**, 603, 1992.
29. *Holberg et al.*, Astron. J., **132**, 1221H, 2006.

ТЕМПЕРАТУРА И ПОВЕРХНОСТНАЯ ГРАВИТАЦИЯ БЕЛЫХ КАРЛИКОВ FBS ОБЗОРА ИЗ SDSS

П.К.СИНАМЯН

Поступила 22 сентября 2010

Принята к печати 25 мая 2011

Используя данные температуры и ускорения силы тяжести из каталога спектроскопически подтвержденных белых карликов WD Sloan Digital Sky Survey Data Release 4 (SDSS DR4), были выявлены эмпирические формулы для определения температуры и поверхностной гравитации белых карликов. Используя эти формулы, определены температуры и ускорения силы тяжести для пяти спектроскопически подтвержденных белых карликов из обзора FBS, которые не были включены в каталог WD SDSS DR4, а также для 82 WD, которые не были спектроскопически подтверждены. В результате, используя эти формулы, были определены температура и ускорение силы тяжести 87 FBS белых карликов, которые не были включены в каталог WD SDSS.

Ключевые слова: *звезды: белые карлики: температура*

1. *Введение.* В каталоге спектроскопически подтвержденных белых карликов WD Sloan Digital Sky Survey Data Release 4 (SDSS DR4) приведен список 9316 объектов, для которых определены температура и ускорение силы тяжести [1]. Среди этих объектов основную часть составляют белые карлики DA - 8036, а также имеется 713 DB, 41 DO или PG1159, 289 DC, 104 DQ, и 133 DZ.

Первый Бюраканский обзор, известный также как Маркарянский обзор, является крупнейшим в мире низкодисперсионным спектральным обзором для составления полной выборки квазаров (QSO) и сейфертовских галактик (Sy) [2,3]. Вторая часть FBS обзора посвящена обнаружению и исследованию голубых звездных объектов (BSO) [4]. Наблюдения проводились в 1988-2000гг. на 2.6-м телескопе БАО и 1.93-м телескопе ОНР (Франция) [5-12]. В результате классифицированы 753 FBS BSO, среди них 217 WD, 371 sds, 26 HBBs, 6 NHBs, 15 - другие звезды (4 B-A и 11 F-G типов), 38 CVs, 5 PNNs и 54 AGNs.

В данной работе для белых карликов из обзора FBS проводилось кросс-отождествление с каталогом спектроскопически подтвержденных SDSS WD и вычислены температура и ускорение силы тяжести 87 FBS BSO WDs, используя эмпирические формулы, так как не всегда возможно сделать спектральную классификацию этих объектов и, используя сведения о химическом составе, определить температуру и ускорение силы тяжести.

2. *Кросс-корреляция каталога FBS BSO с SDSS.* Для 1103 объектов FBS BSO была проведена кросс-корреляция с каталогом SDSS DR7 [13] с радиусом 5 arcsec. В результате 588 объектов FBS обнаружены в обзоре SDSS. Среди них подтвердились спектральные классы еще для 125 объектов FBS. Из 588 SDSS объектов 463 имеют только фотометрические данные (u, g, r, i, z). Среди них имеется 161 sds, 98 WDs, 63 внегалактических объекта и 141 неизвестный по своей природе объект.

3. *Эмпирические соотношения.* В общем итоге имеется 80 SDSS спектров для звезд FBS. В каталоге SDSS WD (<http://das.sdss.org/wdcat/dr4>) опубликованы 58 объектов, из них 32 - белые карлики. Здесь необходимо подчеркнуть, что выборка в каталоге SDSS WD дана для объектов, имеющих показатели цвета в следующем диапазоне:

$$-2 < u - g < 0.833 - 0.667(g - r), \quad (1)$$

$$-2 < g - r < 0.2. \quad (2)$$

Для 32 белых карликов были построены диаграммы ($\log T/u - r$, рис.1) и ($\log(g)/u - g$, рис.2). Из этих диаграмм после полиномиального совмещения (фиттинг) были получены эмпирические формулы для определения температуры и поверхностной гравитации:

$$\log T = 4.13 - 0.38(u - r) + 0.34(u - r)^2, \quad (3)$$

$$\log g = 8.13 + 0.34(u - g) - 0.89(u - g)^2. \quad (4)$$

Используя эмпирические формулы, можно определить температуры и поверхностные гравитации для 5-ти белых карликов ($\log T_{\text{eff}} = \pm 0.047$, $\log g_{\text{eff}} = \pm 0.363$), которые не были включены в каталог WD SDSS DR4. В табл.1 приведены температура и ускорение силы тяжести для 5-ти белых карликов. В последовательных столбцах приведены: (1) - FBS название, (2-3) - координаты SDSS (RA, DEC), (4-8) - u, g, r, i, z величины, (9) -

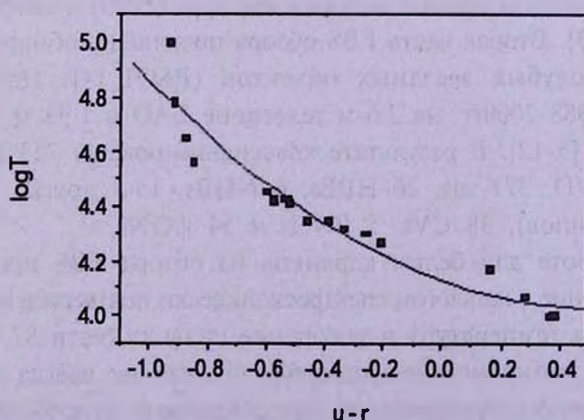


Рис.1. Распределение 32 FBS WDs.

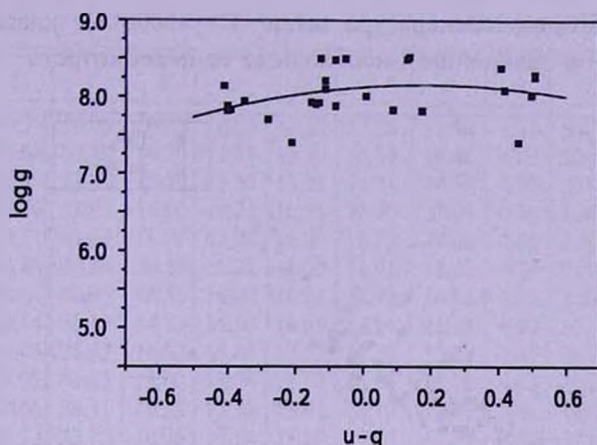


Рис.2. Распределение 32 FBS WDs.

Таблица 1

ТЕМПЕРАТУРА И УСКОРЕНИЕ СИЛЫ ТЯЖЕСТИ ДЛЯ 5 FBS WDs

FBS	SDSS J2000		SDSS фотометрия					$\log T$	T (K)	$\log g$	Спектр. тип
	R.A.	DEC	u	g	r	i	z				
1233+338	189.0473	33.514	15.57	15.49	15.86	16.7	16.47	4.27	18612	8.10	DA2
1443+337	221.5030	33.481	16.13	16.27	16.29	15.82	15.41	4.20	15801	8.33	DA2
1307+354	197.4899	35.163	15.67	15.29	15.40	15.59	15.82	4.05	11281	8.31	DAV5
1129+373	172.9308	35.163	16.34	16.38	16.61	16.80	17.04	4.26	18210	8.24	DB4
1056+345	164.8560	34.247	15.44	15.43	15.63	15.81	16.04	4.22	16417	8.26	DB5

$\log T$, (10) - температура (K), (11) - $\log g$, (12) - спектральная классификация.

4. *Определение температуры и поверхностной гравитации белых карликов FBS обзора из SDSS.* Учитывая условия (1) и (2), проводился отбор 98 белых карликов из FBS обзора, которые являются спектроскопически неподтвержденными объектами в каталоге SDSS WD, и для которых известны только фотометрические данные SDSS (u , g , r , i , z). В результате выбрано 82 FBS WDs, удовлетворяющих условиям (1) и (2).

На рис.3 приведено распределение 82 FBS WDs на двухцветной диаграмме SDSS $u-g/g-r$. Используя эмпирические формулы, определены температура и ускорение силы тяжести, которые приведены в табл.2. После пересмотра результатов было выявлено, что у некоторых объектов, которые были классифицированы как DA, температура получается очень высокой, что поставило под сомнение прежнюю классификацию. После предварительной проверки по базам данных некоторые объекты были переклассифицированы, а учитывая диаграмму T/N (соотношение между температурой и числом объектов DA, рис.4), можно сказать, что для

объектов, у которых температура выше $T = 45000^\circ \text{K}$, классификация неправильная и в дальнейшем необходимо ее пересмотреть.

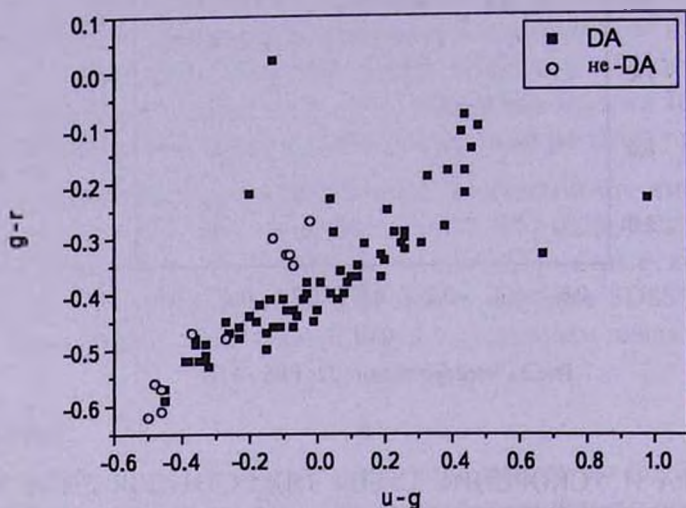


Рис.3. Распределение 82 FBS WDs.

Таблица 2

ТЕМПЕРАТУРА И УСКОРЕНИЕ СИЛЫ ТЯЖЕСТИ ДЛЯ 82 FBS WDs

FBS	SDSS J2000		SDSS фотометрия					$\log T$	T (K)	logg	Спектр. тип
	RA	DEC	u	g	r	i	z				
1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12
0259+378	45.63	38.02	15.22	15.49	15.95	16.29	16.61	4.59	38548	7.97	DA3
0615+656	95.13	65.57	15.34	15.72	16.19	16.52	16.83	4.70	49681	7.88	DO
0716+365	110.05	36.39	15.50	14.52	14.75	14.94	15.10	4.04	10866	7.61	DA
0716+404	110.00	40.36	14.60	14.70	15.03	15.29	15.57	4.35	22619	8.09	DB3
0742+653	116.85	65.22	14.95	15.41	16.03	16.42	16.77	4.93	85279	7.78	DO
0743+442	116.86	44.15	14.99	14.77	15.05	15.30	15.60	4.15	14251	8.16	DA5
0802+412	121.49	41.16	14.52	14.90	15.42	15.78	16.10	4.75	56152	7.87	DA
0817+386	125.13	38.48	15.38	15.50	15.96	16.28	16.61	4.47	29333	8.07	DA2
0819+364	125.69	36.24	15.53	15.41	15.76	16.06	16.37	4.23	17092	8.16	DA4
0826+455	127.54	45.34	15.51	15.03	15.13	15.27	15.49	4.03	10828	8.08	DA5s
0858+363	135.45	36.12	14.87	14.47	14.65	14.84	15.05	4.06	11599	8.12	DA4
0904+391	136.94	38.95	16.03	16.14	16.60	16.91	17.21	4.46	28711	8.08	DA
0910+621	138.55	61.96	15.50	15.45	15.74	15.93	16.09	4.24	17392	8.14	DA3
0920+364	140.99	36.14	15.71	15.77	16.21	16.53	16.84	4.40	25371	8.11	DA4
0920+366	140.98	36.39	15.03	15.36	15.88	16.24	16.56	4.70	50489	7.92	DA
0920+375	140.90	37.30	16.59	16.52	16.88	17.14	17.57	4.27	18567	8.15	DA
0933+383	144.25	38.12	15.04	15.17	15.63	15.98	16.27	4.48	29986	8.07	DA2
0934+338	144.29	33.57	16.09	16.10	16.55	16.87	17.21	4.38	23851	8.12	DA3
0944+424	146.85	42.24	16.09	16.16	16.62	16.94	17.26	4.43	26675	8.10	DA
0947+639	147.91	63.76	14.27	14.41	14.82	15.15	15.44	4.44	27788	8.06	DA3
0954+697	149.63	69.48	15.72	15.75	16.16	16.51	16.78	4.36	22826	8.12	DA3

Таблица 2 (продолжение)

1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12
0958+353	150.31	35.09	16.29	16.68	17.20	17.58	17.90	4.75	56778	7.86	DA
1002+699	151.68	69.70	16.20	15.81	16.10	16.34	16.61	4.09	12433	8.13	DA
1005+642	152.40	63.98	13.59	13.53	13.94	14.21	14.50	4.30	20153	8.14	DA2
1007+382	152.76	38.03	16.60	16.22	16.51	16.75	17.01	4.10	12489	8.13	DA
1009+416	153.21	41.39	16.07	16.20	16.50	16.75	17.00	4.36	22743	8.07	DB
1018+411	155.48	40.84	16.19	16.22	16.60	16.91	17.23	4.34	21926	8.12	DA3
1039+412	160.64	40.95	16.55	16.10	16.24	16.42	16.65	4.04	11083	8.10	DA
1101+365	166.14	36.18	14.82	14.50	14.69	14.94	15.19	4.09	12172	8.14	DA3
1103+385	166.46	38.22	16.63	16.80	17.23	17.59	17.87	4.48	30100	8.04	DA
1113+413	168.97	41.05	15.00	15.09	15.52	15.86	16.18	4.43	26624	8.09	DA2
1119+386	170.66	38.31	16.25	15.58	15.92	16.19	16.49	4.04	10975	7.95	DA4
1120+439	170.73	43.72	14.96	15.14	15.59	15.94	16.29	4.51	32306	8.03	DA1
1132+452	173.87	44.97	16.34	16.08	16.38	16.69	16.96	4.15	13979	8.16	DA
1138+424	175.40	42.14	15.83	16.02	16.46	16.79	17.12	4.51	32430	8.03	DA
1155+443	179.57	44.08	16.63	16.38	16.67	16.95	17.23	4.14	13924	8.16	DA
1158+432	180.29	43.00	16.45	16.01	16.19	16.39	16.62	4.05	11337	8.10	DA4
1204+450	181.70	44.83	14.85	15.05	15.27	15.64	15.90	4.35	22593	8.02	DA2
1211+393	183.39	39.02	16.38	16.28	16.65	16.93	17.25	4.26	18070	8.15	DA3
1230+417	188.11	41.49	15.59	15.51	15.91	16.20	16.48	4.28	19228	8.15	DA2
1241+651	190.84	64.88	16.54	16.57	16.84	17.08	17.27	4.27	18807	8.12	DB4p
1252+378	193.81	37.54	14.97	15.45	16.01	16.32	16.54	4.90	78995	7.76	DAO
1255+426	194.35	42.35	16.66	17.11	17.69	17.98	18.14	4.88	38329	7.80	DA3
1328+344	202.80	34.14	15.13	14.93	15.28	15.55	15.83	4.19	15503	8.16	DA4
1335+369	204.47	36.63	14.82	14.78	15.01	15.29	15.45	4.21	16305	8.14	DA4
1353+409	208.99	40.68	15.24	15.31	15.74	16.05	16.38	4.40	25268	8.10	DA3
1410+425	213.03	42.27	16.08	15.82	16.14	16.41	16.70	4.15	14285	8.15	DA4
1422+433	216.21	43.16	15.78	15.78	16.21	16.50	16.79	4.36	22700	8.13	DA
1430+427	218.14	42.51	14.28	14.41	14.39	14.66	14.89	4.18	15054	8.07	DA2
1444+637	221.51	63.49	15.58	15.93	16.42	16.77	17.08	4.69	49534	7.89	DA:
1450+432	223.06	43.03	14.16	14.31	14.78	15.12	15.44	4.49	31071	8.06	DA1
1501+664	225.54	66.21	15.47	15.97	16.59	17.00	17.37	4.99	97980	7.73	PG1159
1502+349	226.13	34.78	16.43	16.41	16.79	17.07	17.39	4.31	20508	8.13	DA
1502+351	226.01	34.91	15.83	15.70	16.01	16.28	16.56	4.21	16142	8.16	DA4
1513+442	228.70	44.03	14.89	15.11	15.57	15.93	16.25	4.55	35349	8.01	DA2
1519+384	230.38	38.21	15.67	15.57	15.95	16.25	16.53	4.27	18476	8.15	DA3
1520+447	230.57	44.55	16.70	16.45	16.76	17.05	17.32	4.16	14302	8.16	DA4
1522+663	230.74	66.08	16.09	16.55	17.13	17.51	17.79	4.89	77048	7.78	DO
1553+354	238.76	35.22	14.50	14.59	15.00	15.30	15.59	4.41	25551	8.09	DA3
1559+369	240.35	36.81	14.82	14.39	14.50	14.72	14.91	4.04	11039	8.11	DA4.5
1603+432	241.34	43.08	14.20	14.52	15.06	15.42	15.79	4.70	50155	7.93	DAB
1608+419	242.52	41.84	16.87	16.68	17.01	17.28	17.60	4.19	15511	8.16	DA4
1631+396	248.41	39.51	14.48	14.29	14.66	14.94	15.25	4.21	16179	8.16	DA
1636+351	249.61	35.00	14.26	14.59	15.09	15.43	15.74	4.68	47365	7.91	DA1
1637+335	249.87	33.42	15.04	14.61	14.69	14.81	15.00	4.04	10923	8.11	DA5s
1641+388	250.76	38.69	14.74	14.47	14.77	15.03	15.31	4.14	13903	8.15	DA6
1642+386	251.10	38.48	15.85	16.20	16.73	17.09	17.46	4.72	52923	7.90	DA1
1642+413	250.92	41.28	15.72	15.95	16.44	16.78	17.14	4.58	37926	8.00	DA2
1647+376	252.33	37.47	14.73	14.77	15.19	15.50	15.81	4.38	23714	8.11	DA3

Таблица 2 (окончание)

1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12
1648+371	252.53	37.02	15.22	15.55	16.06	16.40	16.71	4.69	49076	7.92	DA1
1654+637	253.62	63.66	15.86	15.54	15.85	16.17	16.42	4.13	13458	8.15	DA4
1658+440	254.95	44.02	14.31	14.58	15.04	15.37	15.70	4.59	38513	7.98	DA2p
1704+347	256.57	34.66	15.26	15.41	15.90	16.24	16.58	4.51	32629	8.06	DA
1713+333	258.90	33.22	14.27	14.24	14.63	14.96	15.22	4.31	20497	8.14	DA2
1713+696	258.28	69.52	13.43	13.22	13.48	13.74	14.04	4.15	14014	8.16	DA3
1720+361	260.53	36.04	15.65	15.21	15.43	15.63	15.86	4.06	11557	8.10	DA4
1738+669	264.51	66.90	13.80	14.25	14.81	15.20	15.55	4.87	73595	7.80	DA:
1822+410	275.90	41.07	14.01	14.09	14.41	14.66	14.91	4.34	22011	8.09	DBA3
1822+414	275.99	41.49	13.99	14.26	14.74	15.08	15.39	4.61	40452	7.97	DAB
1827+779	276.29	77.93	15.44	15.80	16.28	16.62	16.91	4.69	48417	7.89	DA
2222+394	336.05	39.66	14.16	14.23	14.58	14.85	15.09	4.35	22146	8.10	DAZ
2345+407	357.02	41.04	14.59	14.47	14.84	15.12	15.40	4.24	17541	8.16	DA

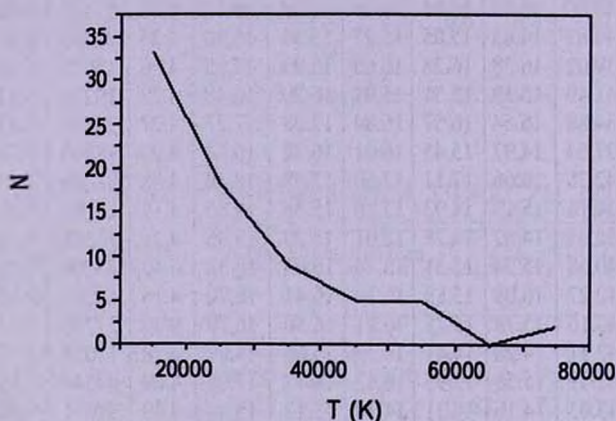


Рис.4. Распределение 82 FBS WDs по температурам.

5. *Заключение.* Для 1103 объектов FBS BSO была проведена кросс-корреляция с каталогом SDSS DR7 [13] с радиусом 5 arcsec. В результате 588 объектов FBS обнаружены в обзоре SDSS. Из них 463 имеют только фотометрические данные (u , g , r , i , z). В общем итоге имеется 80 SDSS спектров для звезд FBS. В каталоге SDSS WD опубликованы 58 объектов, из них 32 - белые карлики. Используя эмпирические формулы, определены температура и ускорение силы тяжести для 87 FBS WDs. Показано, что данные обзора SDSS могут быть эффективно использованы для определения физических характеристик имеющихся в нем объектов.

TEMPERATURE AND SURFACE GRAVITY OF FBS WHITE DWARFS FROM SDSS

P.K.SINAMYAN

Using the temperature and surface gravity data from the catalog of spectroscopically confirmed white dwarfs (WD) of the Sloan Digital Sky Survey Data Release 4 (SDSS DR4), empiric formulae for determination of temperatures and surface gravities of white dwarfs have been revealed. The revealed formulae have been used for 82 FBS WDs from the SDSS to calculate temperatures and surface gravities. As a result, temperatures and surface gravities of 87 FBS WDs not included in the SDSS WD catalog have been calculated.

Key words: *stars: white dwarfs: temperature*

ЛИТЕРАТУРА

1. D.J.Eisenstein, J.Liebert, H.C.Harris et al., *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **167**, 40, 2006.
2. Б.Е.Маркарян, *Астрофизика*, **3**, 55, 1967.
3. В.Е.Маркарян et al., *Commun. Special Astrophys. Obs.*, **62**, 5, 1989.
4. Н.В.Абрахамян, В.А.Липоветский, А.М.Микаелян, J.A.Stepanian, CDS, Strasbourg, Catalog No. II/223, 1999.
5. Г.В.Абрамян, А.М.Микаелян, *Астрофизика*, **35**, 363, 1991.
6. А.М.Микаелян, *Astron. Astrophys. Transactions*, **18**, 557, 2000.
7. А.М.Микаелян, А.С.Gonçalves, М.Р.Véron-Cetty, P.Véron, *Astrophysics*, **42**, 1, 1999.
8. А.М.Микаелян, А.С.Gonçalves, М.Р.Véron-Cetty, P.Véron, *Astrophysics*, **44**, 14, 2001.
9. П.К.Синамян, А.М.Микаелян, *Астрофизика*, **49**, 333, 2006.
10. П.К.Синамян, А.М.Микаелян, *Астрофизика*, **51**, 51, 2008.
11. П.К.Синамян, А.М.Микаелян, *Астрофизика*, **51**, 277, 2008.
12. П.К.Синамян, А.М.Микаелян, *Астрофизика*, **52**, 85, 2009.
13. К.Н.Абазджян, J.K.Adelman-McCarthy, М.А.Агüeros et al., *Astrophys. J. Suppl. Ser.*, **182**, 543, 2009.

ПОЛЯРИЗАЦИЯ ВЫХОДЯЩЕГО РЕЗОНАНСНОГО ИЗЛУЧЕНИЯ: МОДЕЛЬНЫЕ ПРОФИЛИ

В.М.ЛОСКУТОВ

Поступила 8 апреля 2011

Принята к печати 25 мая 2011

Изучена предельная поляризация резонансной линии в стандартной задаче о переносе поляризованного излучения в рассеивающей полубесконечной атмосфере при полном перераспределении по частоте. Рассмотрены два семейства профилей коэффициента поглощения в линии, являющихся обобщениями лоренцовского и доплеровского. Показано, что для обоих семейств указанная величина приближается к пределу Соболева-Чандрасекара, когда доля поглощения в частотном интервале (выраженном в соответствующих ширинах) от -1 до 1 относительно полного поглощения в линии стремится к единице.

Ключевые слова: *перенос излучения; поляризация; спектральные линии*

1. *Введение.* Влияние свойств профиля коэффициента поглощения на степень поляризации в резонансных линиях представляет большой интерес для интерпретации второго спектра Солнца. Следует иметь в виду, что при анализе результатов наблюдений требуется детальное рассмотрение многих факторов, которые влияют на процесс формирования линий. Зачастую пытаются учесть многие из этих факторов и построением большой сетки моделей выявить влияние тех или других из них. Можно пойти несколько иначе и выяснить, как те или иные предположения сказываются на наблюдаемых свойствах линий в рамках простых моделей. Мы изучим, как меняются поляризационные свойства линии, формирующейся в рассеивающей атмосфере для разных, чисто модельных, профилей коэффициента поглощения. В частности, рассмотрим вопрос о переходе к прямоугольному профилю.

Аналитическая теория образования поляризованных линий в полубесконечных атмосферах за счет многократного резонансного рассеяния при полном перераспределении по частотам внутри линии (ППЧ) была разработана в статьях [1,2]. Эта теория применима для произвольного коэффициента поглощения. В этих статьях был подробно рассмотрен случай доплеровского профиля. В дальнейшем теория была применена к лоренцовскому [3] и фойгтовскому [4] профилям.

В настоящей статье мы вычислили поляризационные характеристики излучения, выходящего из полубесконечной атмосферы с равномерным распределением источников, дающих неполяризованное излучение, для

нескольких модельных профилей, не относящихся к какому-либо конкретному физическому механизму уширения линий, но отражающих возможные вариации профиля. Проведено сравнение с результатами вычислений для стандартных профилей: доплеровского [2], лоренцовского [3] и фойгтовского [4]. Основное внимание уделялось поведению предельной степени поляризации на краю диска, поскольку именно она достигает наибольших значений в рассматриваемой модели.

2. *Основные формулы.* Мы следуем общей аналитической теории, построенной в [1,2], где можно найти подробности. Здесь приводятся только основные формулы.

При предположении о ППЧ матричная функция перераспределения $R(x, \mu; x', \mu')$, описывающая преобразование параметров Стокса I, Q (из-за симметрии задачи можно рассматривать только две величины) в элементарном акте рассеяния и отнесенная к системе координат, связанной с нормалью к атмосфере, представлена в виде

$$R(x, \mu; x', \mu') = \phi(x)\phi(x')P(\mu, \mu'). \quad (1)$$

Здесь x - безразмерная частота, отсчитанная от центра линии и измеренная в подходящих характерных ширинах, а μ - косинус зенитного угла (для рассеянного излучения - без штрихов, для падающего - со штрихами). Функция $\phi(x)$ - профиль коэффициента поглощения. Он нормирован следующим образом:

$$\int_{-\infty}^{\infty} \phi(x) dx = 1. \quad (2)$$

Матрица P - не зависящая от азимута компонента фазовой матрицы. Она может быть факторизована

$$P(\mu, \mu') = A(\mu)A(\mu'), \quad (3)$$

где

$$A(\mu) = \begin{pmatrix} 1 & \sqrt{\frac{W}{8}}(1 - 3\mu^2) \\ 0 & \sqrt{\frac{W}{8}}3(1 - \mu^2) \end{pmatrix}. \quad (4)$$

Величина W - коэффициент деполяризации, определяемый квантовыми числами нижнего и верхнего уровней, при переходах между которыми возникает линия ($0 < W < 1$). При $W = 1$ мы имеем дипольное рассеяние, когда поляризационные эффекты максимальны.

Вектор Стокса для выходящего излучения $\mathbf{i} = (I, Q)^T$ выражается через матрицу $I(z)$ - обобщение H -функции Амбарцумяна-Чандрасекара

$$\mathbf{i}(\mu, x) = A(\mu)I(z)\mathbf{e}, \quad \mu > 0, \quad (5)$$

где $z = \mu/\phi(x)$, а вектор $\mathbf{e}$ описывает поляризацию первичных источников.

Если их излучение неполяризовано, то $\mathbf{e} = (1, 0)^T$. Матрица $\mathbf{I}(z)$ удовлетворяет нелинейному интегральному уравнению

$$\mathbf{I}(z) \left(\varepsilon^{1/2} + \frac{\lambda_I}{2} \int_0^\infty \mathbf{I}^T(z') \mathbf{G}(z') \frac{z' dz'}{z+z'} \right) = \mathbf{E}. \quad (6)$$

Здесь $\mathbf{E}$ - единичная матрица,

$$\varepsilon^{1/2} = \text{diag}(\varepsilon_I^{1/2}, \varepsilon_Q^{1/2}), \quad (7)$$

где $\varepsilon_I = 1 - \lambda_I$, $\varepsilon_Q = 1 - \lambda_Q$, а λ_I - обычное альbedo однократного рассеяния и $\lambda_Q = (7/10)\lambda_I W$. Наконец, матрица $\mathbf{G}(z)$ выражается через характеристическую матрицу $\Psi(\mu) = \mathbf{A}^T(\mu)\mathbf{A}(\mu)$ следующим образом:

$$\mathbf{G}(z) = 2 \int_{x(z)}^\infty \phi^2(y) \Psi(z \phi(y)) dy, \quad (8)$$

а функция $x(z)$ определяется равенствами

$$\begin{aligned} x(z) &= 0, & |z| \leq z_0, \\ \phi(x(z)) &= 1/|z|, & |z| > z_0, \end{aligned} \quad (9)$$

где для краткости мы обозначили через z_0 величину $1/\phi(0)$.

Как легко видеть, основными параметрами задачи являются λ_I , W и функция $\phi(x)$. Последовательность действий при нахождении поляризации выходящего излучения состоит в вычислении матрицы $\mathbf{G}$ по формулам (8), (9) и последующего решения уравнения (6). Знание матрицы $\mathbf{I}(z)$ позволяет определить вектор Стокса выходящего излучения $\mathbf{i}(\mu, x)$ для разных частот внутри линии и в разных направлениях относительно нормали к атмосфере, а именно (для рассматриваемого случая неполяризованных источников первичного излучения):

$$\begin{aligned} I(\mu, x) &= I_{11} \left(\frac{\mu}{\phi(x)} \right) + \sqrt{\frac{W}{8}} (1 - 3\mu^2) I_{21} \left(\frac{\mu}{\phi(x)} \right), \\ Q(\mu, x) &= \sqrt{\frac{W}{8}} 3(1 - \mu^2) I_{21} \left(\frac{\mu}{\phi(x)} \right). \end{aligned} \quad (10)$$

3. Основные формулы. Рассмотрим два простых семейства профилей: "квазидоплеровское" - профили пропорциональны $\exp(-x^{2s})$ и "квазилоренцовское" - профили пропорциональны $1/(1+x^{2s})$, где s - параметр. Они выбраны потому, что имеют некоторый физический смысл и позволяют выразить элементы матрицы $\mathbf{G}(z)$ через элементарные функции или неполную гамма-функцию, для вычисления которых существуют высокоточные алгоритмы. При малых или больших значениях аргументов использовались разложения в степенные ряды. Это позволяет сосредоточиться только на решении интегрального уравнения (6). Интеграл от 0 до ∞ разбивался на три интеграла: от 0 до z_0 , от z_0 до $2z_0$ и от $2z_0$ до ∞ . Первый из этих интегралов сводился к интегралу от 0 до 1 и для него использовалась

квадратура Гаусса. Второй интеграл путем подстановки

$$z = z_0(1 + e^{-t})$$

приводился к интегралу от 0 до ∞ , который вычислялся при помощи квадратурной формулы Лагерра. Наконец, для третьего интеграла использовались два варианта: либо при помощи подстановки

$$z = z_0(1 + e^{pt})$$

и подходящим выбором величины p он приводился к интегралу от 0 до ∞ с весовым множителем $\exp(-t)$, который вычислялся при помощи квадратуры Лагерра, либо заменой

$$z = z_0 \left(1 + \frac{1}{t^p} \right)$$

он сводился к интегралу от 0 до 1, для вычисления которого использовалась квадратура Гаусса. В обоих вариантах учитывалось поведение элементов матрицы $G(z)$ для $z \gg z_0$.

4. *Основные результаты.* Как отмечалось выше, для нас наибольший интерес представляет предельная степень поляризации p на краю диска при консервативном дипольном рассеянии, когда она достигает наибольших значений. Из формул (10) следует, что

$$p = -\frac{Q}{I} = -\frac{3I_{21}(0)}{\sqrt{8}I_{11}(0) + I_{21}(0)}. \quad (11)$$

Первый результат содержится в табл.1, где приводится указанная величина для ряда значений параметра s .

Таблица 1

СТЕПЕНЬ ПОЛЯРИЗАЦИИ ВЫХОДЯЩЕГО ИЗЛУЧЕНИЯ НА
КРАЮ ДИСКА ДЛЯ КОНСЕРВАТИВНОГО ДИПОЛЬНОГО ($W=1$)
РАССЕЯНИЯ (В ПРОЦЕНТАХ)

Квазидоплеровское		Квазилоренцовское	
s	p	s	p
1/3	7.781	2/3	2.889
2/3	8.872	4/5	4.185
1	9.443	1	5.421
2	10.252	2	7.921
3	10.617	3	8.865
4	10.829	4	9.392
5	10.970	5	9.736

В случае доплеровского профиля $p=9.443\%$ [1], а лоренцовского - 5.421% [2] (для обоих параметр $s=1$). При фойгтовском профиле значения p меняются между этими пределами при изменении фойгтовского параметра

от нуля до бесконечности [4]. Классический предел Соболева-Чандрасекара (монохроматическое рассеяние, прямоугольный профиль) равен 11.713%.

Как видно, изменение предельной поляризации p с параметром s довольно сильное. Для обоих семейств ее значения при определенных s могут быть близки друг к другу. Это обстоятельство следует учитывать при сравнении наблюдений и теории.

Согласно общей теории переноса излучения в спектральной линии при ППЧ (см. [5,6]), свойства поля излучения во многом определяются так называемым характеристическим показателем γ , описывающим поведение профиля коэффициента поглощения в крыльях линии. Для линий со степенным убыванием последнего этот показатель изменяется от 0 до $1/2$, для профилей, убывающих быстрее степенного (в частности, доплеровского), он равен $1/2$, а для прямоугольного - 1. Отсюда ясно, что этот показатель может быть использован только для квазилоренцовского семейства, для которого он связан с параметром s соотношением

$$\gamma = \frac{2s-1}{4s}, \quad s \geq 1/2. \quad (12)$$

На рис.1 представлено изменение предельной поляризации p с γ для этого семейства.

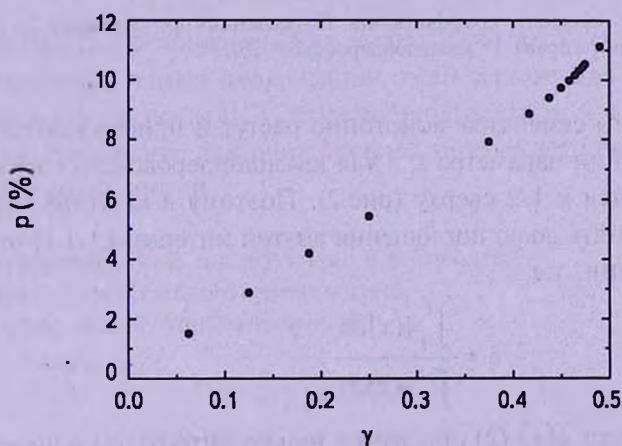


Рис.1. Изменение степени поляризации на краю диска для "квазилоренцовского" семейства в зависимости от параметра γ .

Хотелось бы найти такую величину, которая, хотя бы и приближенно, могла бы быть использована для обоих семейств и связывала бы их с прямоугольным профилем. Как видно из табл.1, для наших целей нужно рассматривать профили с s , большими 1.

Рассмотрение поведения $\phi(x)$ при x , меньших 2, показало, что для обоих семейств профили испытывают вблизи $x=1$ быстрое убывание с ростом x и пересекаются между собой (см. рис.2).

Заметим, что при прямоугольном профиле $\phi(x) = 1/2$ для $-1 \leq x \leq 1$ и $\phi(x) = 0$ вне этого интервала. Значения $\phi(x)$ вблизи центра линии для

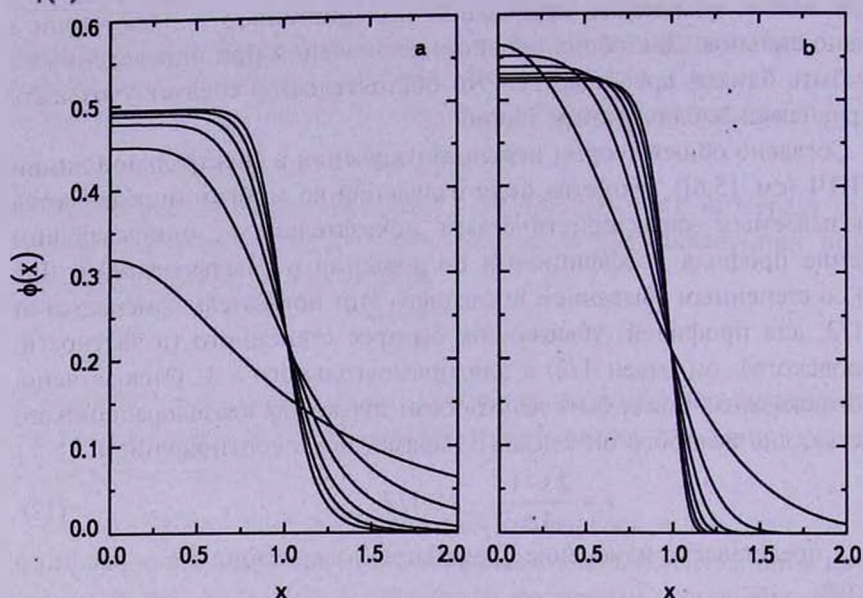


Рис.2. Поведение профиля коэффициента поглощения при больших s . Слева - "квазилоренцовское" (а), справа - "квазидоплеровское" (б).

квазилоренцовского семейства монотонно растут и приближаются к $1/2$ снизу при увеличении параметра s , а для квазидоплеровского - наоборот, убывают и стремятся к $1/2$ сверху (рис.2). Поэтому в качестве искомой величины можно взять долю поглощения внутри интервала $[-1,1]$ от всего поглощения в линии, т.е.

$$\delta = \frac{\int_{-1}^1 \phi(x) dx}{\int_{-\infty}^{\infty} \phi(x) dx}. \quad (13)$$

С учетом нормировки $\phi(x)$ (2) она дается только интегралом в числителе. В случае квазидоплеровских профилей δ просто выражается через гамма-функцию

$$\delta = 1 - \frac{\Gamma(1/2s, 1)}{\Gamma(1/2s)}, \quad (14)$$

где в числителе дроби стоит неполная гамма-функция, а в знаменателе - полная.

На рис.3 представлено изменение предельной степени поляризации для целых значений параметра s больших 1 (вплоть до 30), при которых близко к 1. Последнее значение отвечает прямоугольному профилю

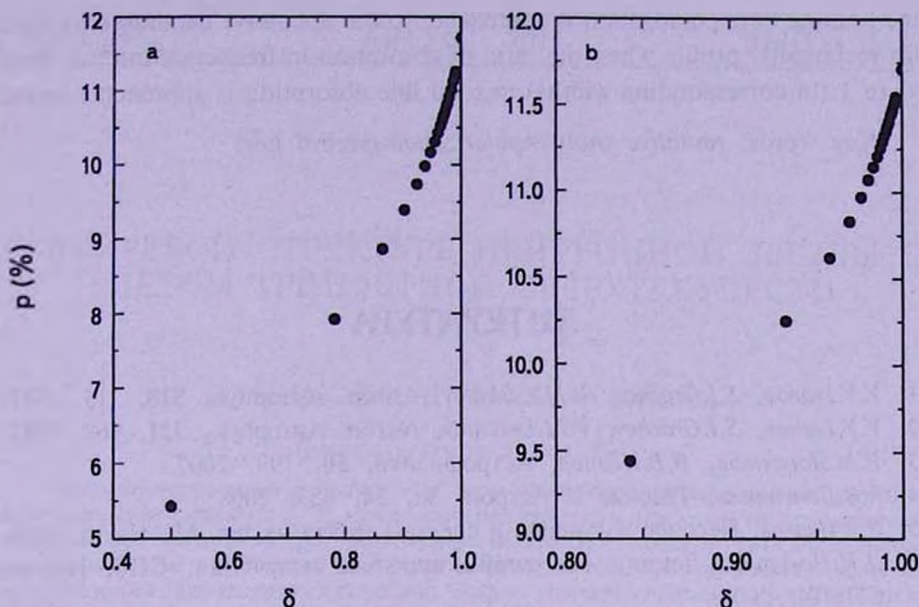


Рис.3. Изменение предельной степени поляризации в функции параметра δ при больших s . Слева - "квазиторенцовское" (а), справа - "квазидоплеровское" (б).

коэффициента поглощения. Как видно из этого рисунка, при близких к 1, поведение степени поляризации очень похоже для обоих семейств и приближается к пределу Соболева-Чандрасекара для прямоугольного профиля. Небольшое различие остается и отражает поведение профилей в самом центре линии.

Астрономический институт им. В.В.Соболева
Санкт-Петербургского университета,
Россия, e-mail: vml@astro.spbu.ru

POLARIZED LINE FORMATION BY RESONANCE SCATTERING: THE MODEL PROFILES

V.M.LOSKUTOV

The limiting limb polarization in a spectral line for the standard problem of polarized radiative transfer with complete frequency redistribution is calculated. Two families of profile of line absorption coefficient which generalize the Lorentz and Doppler profiles are considered. It is found that for both families

the limiting limb polarization is approaches to the Sobolev-Chandrasekhar limit for rectangular profile when the ratio of absorption in frequency interval from -1 to 1 (in corresponding widths) to total line absorption is approaches unity.

Key words: *radiative transfer:polarization:spectral lines*

ЛИТЕРАТУРА

1. V.V.Ivanov, S.I.Grachev, V.M.Loskutov, Astron. Astrophys., **318**, 315, 1997.
2. V.V.Ivanov, S.I.Grachev, V.M.Loskutov, Astron. Astrophys., **321**, 968, 1997.
3. В.М.Лоскутов, В.В.Иванов, Астрофизика, **50**, 199, 2007.
4. А.В.Дементьев, Письма в Астрон. ж., **34**, 633, 2008.
5. В.В.Иванов, Перенос излучения и спектры небесных тел, М., Наука, 1969.
6. Д.И.Нагирнер, Лекции по теории переноса излучения, СПб, Изд-во СПбГУ, 2001.

О ВИХРЕВОЙ СТРУКТУРЕ НЕЙТРОННОЙ ЗВЕЗДЫ С УЧЕТОМ ТРИПЛЕТНОЙ СВЕРХТЕКУЧЕСТИ НЕЙТРОНОВ

К.М.ШАХАБАСЯН, М.К.ШАХАБАСЯН

Поступила 20 апреля 2011

Принята к печати 25 мая 2011

Рассмотрена вихревая структура "пре"-фазы нейтронной звезды с учетом наличия в ней сверхтекучего конденсата 3P_2 куперовских пар нейтронов. Показано, что при вращении звезды в "пре"-фазе возникают сверхтекучие нейтронные вихревые нити, описываемые унитарным параметром порядка. Рассмотрен эффект увлечения сверхпроводящих протонов вращающимися сверхтекучими нейтронами. Эффект увлечения приводит к возникновению кластеров протонных вихрей вокруг каждого нейтронного вихря и к генерации магнитного поля порядка 10^{12} Гс. 3P_2 -нейтронные вихревые нити соединяются на границе "пре" и кварковой "CFL"-фаз с кварковыми полусверхтекучими вихревыми нитями. На границе "Аен" и "пре"-фаз они соединяются с S_0 -нейтронными вихревыми нитями. Следовательно, образуется единая вихревая структура. Наличие этой структуры объясняет наблюдаемые колебания угловой скорости вращения пульсаров ее коллективными упругими колебаниями.

Ключевые слова: *звезды:нейтронные:триплетная сверхтекучесть:
эффект увлечения*

1. *Введение.* В настоящее время с высокой степенью достоверности установлено существование в различных фазах нейтронной звезды различных типов квантованных вихревых нитей. Во внутренней коре ("Аен"-фазе) и в адронной ("пре"-фазе) существование сверхтекучих нейтронных вихревых нитей, обусловленных вращением звезды [1], объясняет особенности вращательной динамики пульсаров: скачки угловой скорости пульсаров, релаксацию угловой скорости пульсаров после скачков [2-5], квазисинусоидальные колебания угловой скорости [6-9]. В последнее время появляется все больше наблюдательных данных о квазисинусоидальных колебаниях угловой скорости пульсаров с большими периодами. Так, у пульсара PSR B1828-11 наблюдались осцилляции угловой скорости с периодами 256, 511 дней и с меньшей достоверностью 1009 дней [10]. Исследование вариаций периода вращения 366 пульсаров в течение 36 лет выявили долгопериодические синусоидальные колебания у пульсаров PSR B1540-06, PSR B1826-17, PSR B1828-11 и PSR B2148+63 и квазипериодические колебания у пульсаров PSR B1642-03 и PSR B1818-04 [11]. После самого большого до сих пор наблюдаемого скачка угловой скорости пульсара PSR B2334+61 с $\Delta\Omega/\Omega = 20.5 \cdot 10^{-6}$ наблюдались осцилляции с периодом 364 дня [12].

В "Аеп"-фазе в интервале $4.6 \cdot 10^{11} < \rho < 1.6 \cdot 10^{14} \text{ г см}^{-3}$ свободные нейтроны образуют сверхтекучую жидкость с куперовскими парами типа 1S_0 . Из-за вращения звезды в этой жидкости возникает структура из параллельных оси вращения квантованных вихревых нитей [1]. В "пре"-фазе при плотностях $1.6 \cdot 10^{14} < \rho < 7.8 \cdot 10^{14} \text{ г см}^{-3}$ нейтроны образуют анизотропную сверхтекучую жидкость, состоящую из 3P_2 куперовских пар [13], причем опять образуется система вихрей. Изменение типа спаривания вызвано тем, что 1S_0 -взаимодействие нейтронов при ядерной плотности становится отталкивательным и синглетное спаривание нарушается. Однако 3P_2 -тензорное взаимодействие приводит к притяжению и к триплетному спариванию. Анизотропная сверхтекучая жидкость исследовалась посредством теории Гинзбурга-Ландау в [14-16]. Поправки к функционалу Гинзбурга-Ландау, обусловленные сильным взаимодействием, вычислены в [17]. Уравнения гидродинамики анизотропной сверхтекучей жидкости были получены в [18]. Было показано, что кроме спонтанного нарушения глобальной калибровочной симметрии, спонтанно нарушена также полная вращательная симметрия в спиновом и орбитальном пространствах.

Протонная жидкость становится сверхпроводящей в интервале $2.4 \cdot 10^{14} < \rho < 7.8 \cdot 10^{14} \text{ г см}^{-3}$.

Протоны спариваются в 1S_0 -состоянии [19] и представляют собой сверхпроводник второго рода [20]. Наличие взаимодействия между нейтронным и протонным конденсатами приводит к увлечению сверхпроводящих протонов вращающимися сверхтекучими нейтронами [21,22]. Вследствие эффекта увлечения вокруг нейтронного вихря возникает отличный от нуля протонный ток, который приводит к наличию у нейтронного вихря потока магнитного поля Φ_1 , не кратного Φ_0 [23,24], и к возникновению напряженности магнитного поля увлечения, которая генерирует новые протонные вихри с потоком Φ_0 [25]. В той области вокруг нейтронного вихря, где $H(r) > H_{c1}$, возникает неоднородный кластер протонных вихрей. Средняя индукция магнитного поля нейтронной звезды, обусловленная этими кластерами, порядка 10^{12} Гс [26,27]. Влияние этих кластеров на вращательную динамику пульсаров рассматривалось в [28]. Отметим, что эффект увлечения в растворе ^3He в ^4He изучался в работе [29]. Заметим, что при исследовании эффекта увлечения в работах [21-28] рассматривалась нейтронная сверхтекучая жидкость в 1S_0 -состоянии.

В сверхплотном ядре звезды при плотностях $\rho > 7.8 \cdot 10^{14} \text{ г см}^{-3}$ возможно существование сверхпроводящего кваркового вещества в "CFL"-фазе, в которой спариваются безмассовые "u", "d" и "s"-кварки всех трех цветов [30]. Отметим, что "CFL"-конденсат дикварков обладает как сверхпроводящими, так и сверхтекучими свойствами. Это обусловлено нарушением как локальных симметрий - цветовой $SU(3)_c$ и электромагнитной $U(1)_{EM}$.

так и глобальных симметрий - ароматической $SU(3)_F$ и барионной $U(1)_B$. Поэтому естественно появление сингулярных решений: абелевых сверхтекучих $U(1)_B$ -вихревых нитей [31], абелевых "магнитных" вихревых нитей [32] и неабелевых полусверхтекучих вихревых нитей [33]. Полусверхтекучие вихревые нити обладают как свойствами сверхтекучих, так и свойствами "магнитных" вихревых нитей, и, в отличие от них, топологически устойчивы. В [34] было показано, что между двумя полусверхтекучими вихрями действует дальнедействующая сила отталкивания, и были сделаны выводы о возможности распада сверхтекучего $U(1)_B$ -вихря на три полусверхтекучих вихря и о возможности существования устойчивой решетки этих вихрей. Полусверхтекучие вихри также динамически устойчивы, поскольку их квант циркуляции $\kappa = \pi\hbar/m_B$ в три раза меньше кванта циркуляции сверхтекучего $U(1)_B$ -вихря, а линейное натяжение (кинетическая энергия, приходящаяся на единицу длины) в 9 раз меньше линейного натяжения сверхтекучего $U(1)_B$ -вихря [35]. Отметим также, что абелевые магнитные вихревые нити также динамически неустойчивы, так как их квант циркуляции и поток магнитного поля в три раза больше соответствующих величин полусверхтекучих вихрей [35,36].

В последнее время появились новые наблюдательные данные о сверхтекучести нейтронных звезд. Наблюдалось заметное уменьшение эффективной поверхностной температуры молодой нейтронной звезды в остатке сверхновой Кассиопея А. Рождение этой звезды обусловлено исторической сверхновой SN 1680. Необходимая информация была получена в результате наблюдения Кассиопеи А с использованием орбитальной рентгеновской лаборатории Chandra. Анализ полученных данных показал, что с 1999г., когда была обнаружена эта звезда, ее температура снизилась на четыре процента [37]. Изменения температуры других нейтронных звезд происходят настолько медленно, что их невозможно зарегистрировать на небольших промежутках времени. Это уменьшение обусловлено усиленным излучением нейтрино в процессах образования и распада 3P_2 куперовских пар нейтронов. Новые данные позволили вычислить температуру перехода нейтронов звезды в Кассиопее А в сверхтекучее состояние. Одна группа заключила, что это произошло при температуре $5 \cdot 10^8$ К [37], а вторая - что температура перехода находится в пределах от $7 + 9 \cdot 10^8$ К [38].

Целью настоящей работы является изучение влияния 3P_2 -сверхтекучести нейтронов на вихревую структуру нейтронной звезды и на проявление эффекта увлечения протонов нейтронами.

2. *Теория Гинзбурга-Ландау для 3P_2 -спаривания.* Как уже упоминалось выше, в "пре"-фазе осуществляется куперовское спаривание нейтронов с орбитальным моментом $L=1$ и спиновым моментом $S=1$, причем из-за сильного спин-орбитального взаимодействия реализуется

состояние с суммарным моментом $J=2$. Параметр порядка представляет собой комплексную 3×3 матрицу $A_{\mu\nu}$, которая из-за ограничений на полный момент J должна быть симметричной и бесследовой. Матрица шели представляет собой спиновую 2×2 матрицу, которая зависит от импульса относительного движения куперовской пары, и которая выражается посредством $A_{\mu\nu}$ так [14]

$$\Delta_{\alpha\beta}(\hat{k}) = \sum_{\mu,\nu=1}^3 (i\sigma_{\mu}\sigma_2)_{\alpha\beta} A_{\mu\nu} \hat{k}_{\nu}, \quad (1)$$

где σ_{μ} - матрицы Паули, $\bar{k} = k_F \hat{k}$. Как показано в [17] в "пре"-фазе реализуется сверхтекучее состояние, описываемое унитарным параметром порядка, для которого $A_{\mu\nu}$ действительна с точностью до фазового множителя. Матрицы шели, соответствующие унитарным параметрам порядка, удовлетворяют следующему соотношению:

$$\Delta(\hat{k})\Delta^+(\hat{k}) = \left| \Delta(\hat{k}) \right|^2 \hat{1}. \quad (2)$$

Для унитарных состояний $|\Delta(\hat{k})|$ является энергетической щелью квазичастиц с импульсом $\bar{k}$. Вблизи температуры фазового перехода T_c система описывается следующим функционалом Гинзбурга-Ландау F_{GL} :

$$F_{GL} = F_{grad} + U(A), \quad (3)$$

где градиентная энергия определяется так [16]

$$F_{grad} = k_1 \partial_{\mu} A_{\alpha\nu} \partial_{\mu} A_{\alpha\nu}^* + k_2 \partial_{\mu} A_{\alpha\nu} \partial_{\nu} A_{\alpha\mu}^* + k_3 \partial_{\mu} A_{\alpha\mu} \partial_{\nu} A_{\alpha\nu}^*. \quad (4)$$

В теории БКШ $k_1 = k_2 = k_3 = (1/5)N(0)\xi_0^2$, где $N(0)$ - плотность состояний на поверхности Ферми, $\xi_0 = \sqrt{7\zeta(3)/(12\pi^2)} T_F T_C^{-1} k_F^{-1} = 40$ фм - длина когерентности. Потенциал Гинзбурга-Ландау $U(A)$ может быть представлен в виде суммы двух слагаемых:

$$U(A) = U_0(A) + U_6(A), \quad (5)$$

где $U_0(A)$ - потенциал ГЛ в отсутствие внешних полей с точностью до слагаемых четвертого порядка по $A_{\mu\nu}$ [14]:

$$U_0(A) = \frac{1}{3} \alpha(T) \text{Tr}(AA^*) + \bar{\beta}_1 \left| \text{Tr}(A^2) \right|^2 + \bar{\beta}_2 \left[\text{Tr}(AA^*) \right]^2 + \bar{\beta}_3 \text{Tr}(A^2 A^{*2}). \quad (6)$$

В приближении слабой связи теории БКШ коэффициенты потенциала (6) имеют следующие значения:

$$\alpha(T) = N(0) \frac{T - T_C}{T_C}, \quad \bar{\beta}_1 = 0, \quad \bar{\beta}_2 = -\bar{\beta}_3 = \frac{7}{60} \zeta(3) \frac{N(0)}{(\pi k_B T_C)^2}, \quad (7)$$

так что потенциал (6) минимизируется любым унитарным параметром порядка. Выврождение унитарных параметров порядка иллюстрируется следующим видом $A_{\mu\nu}$ [16]:

$$A_{\mu\nu} = N \Delta(T) e^{i\chi} \left[\hat{u}_\mu \hat{u}_\nu + r \hat{v}_\mu \hat{v}_\nu - (1+r) \hat{w}_\mu \hat{w}_\nu \right], \quad (8)$$

где $\hat{u}$, $\hat{v}$ и $\hat{w}$ - три ортогональных единичных вектора, N , χ и r - действительны, $-1 \leq r \leq 1/2$.

Для снятия вырождения в свободную энергию ГЛ с унитарными параметрами порядка добавляется следующее слагаемое шестого порядка $U_6(A)$ [15]:

$$U_6 = \bar{\gamma}_1 [Tr(A^2)]^3 + \bar{\gamma}_2 Tr(A^6). \quad (9)$$

В приближении слабой связи теории БКШ коэффициенты потенциала (9) определяются так:

$$\bar{\gamma}_2 = 2\bar{\gamma}_1 = -\frac{31}{16 \cdot 105} \frac{\zeta(5)}{(\pi k_B T_C)^2} \frac{N(0)}{T_C}. \quad (10)$$

Для унитарных параметров порядка потенциал ГЛ $U(A)$ записывается в виде [14]:

$$U(A) = \frac{1}{3} \alpha(T) Tr(A^2) + \bar{\beta} [Tr(A^2)]^2 + \bar{\gamma}_1 [Tr(A^2)]^3 + \bar{\gamma}_2 Tr(A^6), \quad (11)$$

где $\bar{\beta} = \bar{\beta}_1 + \bar{\beta}_2 + \bar{\beta}_3/2$. При температурах $T \leq T_C$, потенциал $U_6(A)$ меньше $U_0(A)$ на множитель $1 - T/T_C$. Поэтому $U_6(A)$ рассматривается как возмущение $U_0(A)$ и находится минимум $U_0(A)$. Для этого $A_{\mu\nu}$ записывается как $A_{\mu\nu} = a A_{\mu\nu}^0$ с $Tr[(A^0)^2] = 1$. Из условия минимума $U_0(A)$ получается следующее значение a [15]:

$$a^2 = a_0^2 = -\alpha(T)/(6\bar{\beta}). \quad (12)$$

В выражении (8) унитарного параметра порядка $N = \left\{ 3/[1 + r^2 + (1+r)^2] \right\}^{1/2}$, $\Delta(T)$ - усредненная по углам энергетическая щель:

$$\Delta^2(T) = \frac{1}{2} \int \frac{d\Omega}{4\pi} Tr \left[\hat{\Delta}(\hat{k}) \hat{\Delta}^*(\hat{k}) \right], \quad (13)$$

где зависимость от угла квадрата равновесной энергетической щели для значения $r = -1/2$ имеет следующий вид [15]:

$$\left| \hat{\Delta}(\hat{k}) \right|^2 = (1/6) a_0^2 (1 + 3 \cos^2 \vartheta). \quad (14)$$

Равновесная энергетическая щель (14) не обращается в нуль на ферми-сфере ни при каких значениях угла ϑ . Вследствие этого теплоемкость анизотропной триплетной нейтронной сверхтекучей жидкости обладает экспоненциально уменьшающимся множителем $e^{-T_C/T}$. Отметим, что эта зависимость используется при расчетах остывания нейтронных звезд. Такую же зависимость имеет теплоемкость изотропной сверхтекучей жидкости. Для усредненной по углам щели $\Delta(T)$ получается $\Delta(T) = a_0/\sqrt{3}$.

Сверхтекучую скорость $\vec{v}_s$ для унитарных параметров порядка можно определить обычным образом $\vec{v}_s = (\hbar/(2m_1))\nabla\chi$, где m_1 - инертная масса нейтрона. Таким образом течение 3P_2 -нейтронной сверхтекучей жидкости потенциально.

Потенциал ГЛ $U(A)$ (11) минимизируется аксиально-симметричным унитарным параметром порядка с $r = -1/2$ [15]:

$$A_{\mu\nu}(\vec{R}) = \sqrt{3/2} a_0 e^{i\chi(\vec{R})} \left[\hat{u}_\mu(\vec{R}) \hat{u}_\nu(\vec{R}) - (1/3) \delta_{\mu\nu} \right], \quad (15)$$

который описывает куперовские 3P_2 -пары в состоянии с проекцией полного момента $M_l = 0$, причем $\hat{u}$ является осью квантования. Поправки к коэффициентам потенциала $U_0(A)$, обусловленные сильным взаимодействием, вычислены в [17]. Показано, что равновесное состояние 3P_2 -нейтронной сверхтекучей жидкости описывается унитарным параметром порядка (15).

Градиентная энергия (4) представляет собой сумму кинетической энергии, обусловленной пространственным изменением фазы $\chi(\vec{R})$, и деформационной энергии, вызванной пространственным изменением "директора" $\hat{u}(\vec{R})$. Деформационная энергия равна нулю для однородного "директора" $\hat{u}$, градиентная энергия сводится к кинетической энергии следующего вида [16]:

$$E_{kin} = \frac{1}{2} (\rho_s)_{\alpha\beta} (v_s)_\alpha (v_s)_\beta, \quad (16)$$

где тензор плотности определяется так:

$$(\rho_s)_{\alpha\beta} = \rho_1 \delta_{\alpha\beta} + \rho_2 \hat{u}_\alpha \hat{u}_\beta, \quad (17)$$

$$\rho_1 = 2 \left(\frac{2m_1}{\hbar} \right)^2 a_0^2 \left(k_1 + \frac{1}{6} k_2 + \frac{1}{6} k_3 \right), \quad \rho_2 = \left(\frac{2m_1}{\hbar} \right)^2 a_0^2 (k_2 + k_3). \quad (18)$$

В теории БКШ $\rho_1 > 0$, $\rho_2 > 0$, так что кинетическая энергия минимальна при $\hat{u}$ параллельном $\vec{z}$ и $\vec{v}_s$ перпендикулярном $\vec{z}$, и, следовательно, минимальна градиентная энергия. Поправки к коэффициентам k_i , обусловленные сильным взаимодействием, малы [40].

Линейными дефектами, описываемые параметром порядка (15), являются сингулярные вихревые нити и нематический жидкокристаллический дефект, в котором $\hat{u}$ поворачивается на угол π при одном полном обходе вокруг сингулярной вихревой нити. Эти дефекты описываются двумя квантовыми числами: числом n , принимающим целочисленные значения и вторым числом, равным нулю или единице и определяющим поворот $\hat{u}$. Вихревая нить с наименьшей возможной энергией описывается на больших расстояниях от центра следующим параметром порядка [15]:

$$A_{\mu\nu} = \sqrt{\frac{3}{2}} a_0 e^{i\Phi} \left(\hat{z}_\mu \hat{z}_\nu - \frac{1}{3} \delta_{\mu\nu} \right), \quad (19)$$

где Φ - полярный угол цилиндрических координат. Здесь вихрь обладает однородной текстурой с "директором" $\hat{u}$ параллельным оси z . Из условия квантования циркуляции сверхтекучей скорости определяется скорость этого аксиально-симметричного вихря:

$$\bar{v}_s = (\kappa_1 / (2\pi R)) \hat{\Phi}, \quad (20)$$

где R - расстояние от центра вихря, $\kappa_1 = \pi \hbar / m_1$ - квант циркуляции и $\hat{\Phi}$ - азимутальный орт. Отметим, что квант циркуляции 3P_2 -вихря (19) равен кванту циркуляции 1S_0 -вихря "Аеп"-фазы и кванту циркуляции кваркового полусверхтекучего вихря "CFL"-фазы. Линейное натяжение вихря радиусом b равно

$$E_{kv} = \frac{1}{2} \rho_1 \int_{\xi_1}^b v_s^2 2\pi R dR = \rho_1 \frac{\kappa_1^2}{4\pi} \ln \frac{b}{\xi_1}. \quad (21)$$

Для определения критической угловой скорости возникновения 3P_2 -вихря ω_{C1} используется условие:

$$E_{kv} - \int_{\xi_1}^b \bar{\omega}_{C1} [\bar{R} \bar{j}_s] 2\pi R dR = 0, \quad (22)$$

где $(j_s)_\alpha = (\rho_s)_{\alpha\beta} (v_s)_\beta$. Следовательно получаем следующее выражение ω_{C1}

$$\omega_{C1} = \frac{\hbar}{2 m_1 b^2} \ln \frac{b}{\xi_1}. \quad (23)$$

Плотность свободной энергии 3P_2 -нейтронной сверхтекучей жидкости во вращающейся системе отсчета определяется так

$$F = \frac{1}{2} (\rho_s)_{\alpha\beta} (v_s)_\alpha (v_s)_\beta + \frac{1}{2} (\rho_n)_{\alpha\beta} (v_n)_\alpha (v_n)_\beta - \bar{\omega} [\bar{R} \bar{j}], \quad (24)$$

где плотность полного потока массы $j_\alpha = (\rho_s)_{\alpha\beta} (v_s)_\beta + (\rho_n)_{\alpha\beta} (v_n)_\beta$.

Плотность свободной энергии (24) может быть записана в виде

$$F = \frac{1}{2} \rho_1 (\bar{v}_s - \bar{v}_n)^2 + \frac{1}{2} \rho_2 \left(\hat{u} (\bar{v}_s - \bar{v}_n) \right)^2 - \frac{1}{2} \rho \bar{v}_n^2, \quad (25)$$

где $\bar{v}_n = [\bar{\omega} \bar{R}]$, $\rho_{\delta\alpha\beta} = (\rho_s)_{\alpha\beta} + (\rho_n)_{\alpha\beta}$ - полная плотность массы. Плотность свободной энергии минимизируется при $\hat{u}$ параллельном $\hat{z}$ и $\bar{v}_s$ и $\bar{v}_n$ перпендикулярном $\hat{z}$. Используя (7) и (12), получаем выражения сверхтекучей плотностей ρ_1 и ρ_2 в теории БКШ:

$$\rho_1 = \frac{m_1^2}{m_1^*} N_s, \quad \rho_2 = \frac{3}{4} \frac{m_1^2}{m_1^*} N_s, \quad (26)$$

где m_1^* - эффективная масса нейтрона. Здесь N_s - плотность числа

сверхтекучих нейтронов равная

$$N_s = \frac{4}{3} \zeta(3) N \left(1 - \frac{T}{T_c}\right), \quad (27)$$

где N - полная плотность числа нейтронов, $\zeta(3)$ - дзета функция Римана.

3. Заключение. В результате сильного взаимодействия нейтроны и протоны превращаются в квазичастицы с эффективными массами m_1^* и m_2^* . Движение нейтронной квазичастицы переносит кроме массы нейтронов еще и массу протонов. Куперовские пары нейтронов и протонов представляют собой связанные состояния фермиевских квазичастиц, свойства которых практически не изменяются при возникновении сверхтекучести. Следовательно, как и в случае 1S_0 -сверхтекучести нейтронов [22,23], сверхтекучее движение конденсата 3P_2 нейтронных куперовских пар должно сопровождаться переносом массы протонов. Отметим, что этим движением увлекается только часть сверхтекучих протонов. Поскольку протоны заряжены, сверхтекучее движение нейтронов приводит к появлению электрического тока увлечения и к возникновению напряженности магнитного поля увлечения $H(R)$ вокруг каждого нейтронного вихря. Это поле генерирует в области $H(R) > H_{c1}$ вокруг каждого нейтронного вихря кластер протонных вихрей неувлеченных протонов. Здесь $H_{c1} = (\Phi_0/4\pi\lambda^2) \ln(\lambda/\xi_2)$ - напряженность нижнего критического поля возникновения протонных вихрей, $\Phi_0 = 2 \cdot 10^{-7}$ Гс см² - квант магнитного потока этих вихрей, λ - глубина проникновения магнитного поля, ξ_2 - длина когерентности протонов. Для радиуса кластера d_2 , как и в случае 1S_0 -сверхтекучести нейтронов [25,26], получаем

$$d_2 = b \left(\frac{\xi_2}{\lambda} \right)^{1/2 k}. \quad (28)$$

Радиус протонного кластера зависит от коэффициента увлечения $k = m_2 \rho_{12} / m_1 \rho_{22}$. Здесь

$$\rho_{12} = \frac{m_2^* - m_2}{m_2^*} \rho_2^s, \quad \rho_{22} = \frac{m_2}{m_2^*} \rho_2^s, \quad (29)$$

где m_2 - инертная масса протона, ρ_2^s - плотность массы сверхтекучих протонов. Далее определяется свободная энергия двухкомпонентной сверхтекучей жидкости с учетом эффекта увлечения во вращающейся системе отсчета. Из ее минимизации находится среднее значение сверхтекучей скорости нейтронов $\bar{v}_{s1}$. Из минимизации же потенциала Гиббса протонного кластера находим равновесную плотность распределения протонных вихрей $N_2(R)$ для отдельного нейтронного вихря:

$$N_2(R) = \frac{H(R) - H_{c1}}{\Phi_0}. \quad (30)$$

Зная $N_2(R)$, можно найти среднюю индукцию $\bar{B}$, усредненную по всей

"пре"-фазе нейтронной звезды:

$$\bar{B} = \frac{i_2}{\pi b^2} \int \Phi_0 N_2(R) 2\pi R dR = i_2 \frac{k \Phi_0}{4\pi \lambda^2} \left(\frac{\xi_2}{\lambda} \right)^{1/k}. \quad (31)$$

Заметим, что полученные выражения (30) и (31) совпадают с таковыми для случая изотропной 1S_0 -сверхтекучести нейтронов [26,27]. Используя значения $\xi_2 = 10^{-12}$ см, $\lambda = 10^{-11}$ и $k=1$, получаем $|\bar{B}| = 10^{12}$ Гс. Следовательно, средняя магнитная индукция, создаваемая протонными кластерами в звезде порядка 10^{12} Гс.

Таким образом, вследствие существования триплетной сверхтекучести в "пре"- фазе нейтронной звезды возникает вихревая решетка, состоящая из аксиально-симметричных нейтронных вихревых нитей, описываемых унитарным параметром порядка (19). 3P_2 -нейтронные сверхтекучие вихревые нити этой решетки соединяются на границе "пре" и кварковой "CFL"- фаз с кварковыми полусверхтекучими вихревыми нитями из-за равенства их квантов циркуляции. При этом обеспечивается непрерывность химического потенциала на границе "пре" и кварковой фаз. Заметим, что 3P_2 -нейтронные сверхтекучие вихревые нити соединяются на границе "пре" и "Aen"-фаз с 1S_0 -нейтронными сверхтекучими вихревыми нитями также ввиду равенства их квантов циркуляции. Таким образом в нейтронной звезде создается единая вихревая решетка, коллективные упругие колебания (колебания Ткаченко) которой ответственны за наблюдаемые колебания угловой скорости пульсаров с большими периодами.

Данная работа выполнена при поддержке гранта Государственного Комитета по науке 11-1c107, а также при поддержке гранта фонда "Volkswagen Stiftung" Az: 85 182.

Авторы благодарят Д.М.Седракияна за полезные обсуждения.

Ереванский государственный университет,
Армения, e-mail: kshahabas@ysu.am mshahabas@ysu.am

ON THE VORTEX STRUCTURE OF A NEUTRON STAR WITH NEUTRON TRIPLET SUPERFLUIDITY

K.M.SHAHABASYAN, M.K.SHAHABASYAN

The vortex structure of the "npe"-phase of a neutron star with superfluid condensate of 3P_2 neutron Cooper pairs is considered. It is shown, that

superfluid neutron vortex lines, described by unitary order parameter, emerge in the "npe"-phase due to rotation. The entrainment effect of superconducting protons by rotating superfluid neutrons is considered. The entrainment effect leads to the appearance of proton vortex clusters around each neutron vortex and to generation of the magnetic field of the order of 10^{12} G. ${}^3\text{P}_2$ neutron vortex lines connect at the border of the "npe" and "CFL" quark phases with semi-superfluid vortex lines. At the border of the "Aen" and "npe" phases they connect with ${}^1\text{S}_0$ neutron vortex lines. Therefore a single vortex structure is formed. The existence of this structure interpret observed oscillations of angular velocity of pulsars by collective elastic oscillations of it.

Key words: *stars:neutron:triplet superfluidity:entrainment effect*

ЛИТЕРАТУРА

1. В.Л.Гинзбург, Д.А.Киржниц, Ж. Экспер. и Теор. Физ., **47**, 2006, 1964.
2. G.Baym, C.Pethick, D.Pines, M.Ruderman, Nature, **224**, 872, 1969.
3. P.W.Anderson, N.Itoh, Nature, **256**, 25, 1975.
4. M.A.Alpar, P.W.Anderson, D.Pines, J.Shaham, Astrophys. J., **276**, 325, 1984.
5. P.B.Jones, Mon. Notic. Roy. Aston. Soc., **246**, 315, 1990.
6. M.Ruderman, Nature, **225**, 619, 1970.
7. Д.М.Седракян, К.М.Шахабасян, М.В.Айрапетян, Астрофизика, **38**, 257, 1995.
8. J.Norohna, A.Sedrakian, Phys. Rev., **D77**, 023008, 2008.
9. М.К.Шахабасян, Астрофизика, **52**, 165, 2008.
10. I.H.Stairs, A.G.Lyne, S.L.Shemar, Nature, **406**, 484, 2000.
11. G.Hobbs, A.G.Lyne, M.Kramer, Mon. Notic. Roy. Astron. Soc., **402**, 1027, 2010.
12. J.P.Yuan, R.N.Manchester, N.Wang et. al., Astrophys. J., **719**, L111, 2010.
13. M.Hoffberg, A.E.Glassgold, R.W.Richardson, M.Ruderman, Phys. Rev. Lett., **24**, 775, 1970.
14. J.A.Sauls, J.W.Serene, Phys. Rev., **D17**, 1524, 1978.
15. P.Muzikar, J.A.Sauls, J.W.Serene, Phys. Rev., **D21**, 1494, 1980.
16. J.A.Sauls, D.L.Steln, J.W.Serene, Phys. Rev., **D25**, 967, 1982.
17. V.Z.Vulovic, J.A.Sauls, Phys. Rev., **D29**, 2705, 1984.
18. H.Brand, H.Pleiner, Phys. Rev., **D24**, 3048, 1981.
19. R.A.Wolf, Astrophys. J., **145**, 166, 1966.
20. G.Baym, C.Pethick, D.Pines, M.Ruderman, Nature, **224**, 673, 1969.
21. Д.М.Седракян, К.М.Шахабасян, Астрофизика, **16**, 727, 1980.
22. Г.А.Варданян, Д.М.Седракян, Ж. Экспер. и теор. физ., **54**, 919, 198.
23. Д.М.Седракян, К.М.Шахабасян, Докл. АН Арм. ССР, **70**, 28, 1980.
24. M.A.Alpar, S.A.Langer, J.Sauls, Astrophys. J., **282**, 533, 1984.
25. Д.М.Седракян, Астрофизика, **18**, 417, 1982.

26. Д.М.Седрабян, К.М.Шахабасян, А.Г.Мовсесян, *Астрофизика*, 19, 303, 1983.
27. Д.М.Седрабян, К.М.Шахабасян, *Успехи Физ. Наук*, 161, 3, 1991.
28. A.D.Sedrakian, D.M.Sedrakian, *Astrophys. J.*, 447, 305, 1995.
29. А.Ф.Андреев, Е.Р.Башкин, *Ж. Экспер. и Теор. Физ.*, 69, 317, 1975.
30. M.Alford, K.Rajagopal, F.Wilczek, *Nucl. Phys.*, B537, 443, 1999.
31. K.Iida, G.Baym, *Phys. Rev.*, D66, 014015, 2002.
32. K.Iida, *Phys. Rev.*, D71, 054011, 2005.
33. A.P.Balachandran, S.Digal, T.Matsuura, *Phys. Rev.*, D73, 074009, 2006.
34. E.Nakano, M.Nitta, T.Matsuura, *Phys. Rev.*, D78, 045002, 2008.
35. Д.М.Седрабян, К.М.Шахабасян, Д.Блашке, М.К.Шахабасян, *Астрофизика*, 51, 633, 2008.
36. М.Ето, Е.Nakano, M.Nitta, *Phys. Rev.*, D80, 125011, 2009.
37. C.O.Heinke, W.C.G. Ho, *Astrophys. J.*, 719, L167, 2010.
38. D.Page, M.Prakash, J.M.Lattimer, A.W.Steiner, *Phys. Rev. Lett.*, 106, 081101, 2011.
39. P.S.Shternin, D.G.Yakovlev, C.O.Heinke, W.C.G.Ho, D.J.Pathaude, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, 412, L108, 2011.
40. J.W.Serene, D.Rainer, *Phys. Rev.*, B17, 2901, 1978.

К ОПРЕДЕЛЕНИЮ ОРБИТАЛЬНОГО ЭКСЦЕНТРИСИТЕТА

СЛОБОДАН НИНКОВИЧ

Поступила 15 февраля 2011

Принята к печати 25 мая 2011

Предлагается способ определения орбитального эксцентриситета как функции отношения модулей постоянных Оорта. Этот способ применим к движению звезд тонкого диска с учетом того, что для них движение в плоскости Галактики почти независимо от движения перпендикулярно к ней. Зависимость орбитального эксцентриситета от отношения модулей постоянных Оорта приблизительно линейна, что делает возможным определять эксцентриситет как функцию отношения модулей постоянных Оорта по выборкам, содержащим большое число звезд из окрестности Солнца с данными высокого качества.

Ключевые слова: *звезды; орбитальные эксцентриситеты*

1. *Введение.* Как хорошо известно, большинство звезд окрестности Солнца принадлежат тонкому диску Млечного Пути (МП). На самом деле, это значит, что их движение относительно центра МП можно исследовать отдельно по координате R (расстояние до оси симметрии - оси Z) и по координате Z . Так как любая звезда тонкого диска находится все время довольно близко от плоскости симметрии (плоскости МП), при исследовании ее движения по R зависимостью потенциала от переменной Z можно пренебречь. Таким образом, задача исследования движения какой-либо звезды, если имеется в виду изменение ее координаты R , приводится к довольно известному случаю стационарного состояния и сферической симметрии. Из четырех интегралов движения, характерных для данного случая, здесь имеются только два: минимальное и максимальное расстояния до оси Z - R_p и R_a , соответственно. Величину

$$e = (\eta - 1)/(\eta + 1), \quad \eta = R_a/R_p \quad (1)$$

в дальнейшем будем называть эксцентриситетом орбиты; как известно, ее предельными значениями являются 0 (круговая орбита) и 1 (расстояние R_p равно нулю - чисто радиальная орбита).

Конечно, определить эксцентриситет орбиты какой-либо звезды мы можем, если помимо необходимых наблюдательных данных нам также известны параметры движения Солнца вокруг центра МП. Иногда можно эксцентриситет оценить так, как это было сделано автором настоящей

статьи ранее [1]. Но, как указывается в этой статье, для данных значений квадрата скорости и углового момента значение эксцентриситета зависит от показателя степени в выражении для потенциала (в статье Нинковича [1] исследовался случай кумулятивной массы, зависящей от расстояния по степенному закону).

Степенной закон для зависимости кумулятивной массы означает, что подобный закон имеет место и для зависимости круговой скорости от расстояния. Это уже более близко к случаю тонкого диска МП, так как из-за почти круговых орбит звезды из окрестности Солнца никогда не уходят слишком далеко от своего нынешнего расстояния R_0 и можно считать, что их движение происходит при довольно простой зависимости круговой скорости от расстояния, каковой является степенная функция. Поэтому в настоящей статье приводятся формулы для вычисления орбитального эксцентриситета в зависимости от показателя степени в выражении для круговой скорости. При этом они являются более простыми, чем формулы, приведенные в статье Нинковича [1], и дают не только оценку эксцентриситета.

2. Процедура. Если для какой-либо звезды из окрестности Солнца имеется полный набор необходимых наблюдательных данных (направление на звезду, гелиоцентрическое расстояние, собственное движение и лучевая скорость), то всегда возможно получить составляющие ее гелиоцентрической скорости в прямоугольных координатах с осями, ориентированными вдоль направлений галактических координат l и b . С известными значениями составляющих скорости Солнца относительно местного стандарта покоя (МСП), где МСП движется вокруг центра МП по окружности радиусом R_0 в плоскости МП в направлении вращения МП со скоростью, равной соответствующей круговой скорости, эти гелиоцентрические составляющие исправляются за движение Солнца. Наконец, используя значение круговой скорости, мы получаем скорость данной звезды относительно центра МП.

Так как здесь представляет интерес только движение звезды по координате R , составляющую скорости перпендикулярно к плоскости МП можно не рассматривать. Таким образом, используются две составляющие скорости, обе в плоскости МП: радиальная (вдоль направления на центр) и трансверсальная (перпендикулярно к первой). В случае сферической симметрии трансверсальная составляющая равнялась бы результату деления модуля вектора удельного углового момента на мгновенное расстояние. Здесь, однако, имеет место деление модуля составляющей вектора удельного углового момента вдоль оси Z на мгновенное значение координаты R . Между тем, так как для звезд тонкого диска МП знак составляющей удельного углового момента вдоль оси Z один и тот же, это различие не имеет значения.

Теперь переходим к двум безразмерным величинам: φ - отношение модуля галактоцентрической скорости в плоскости и значения круговой скорости (в точке, где находится звезда, например положение Солнца), φ , - отношение модуля трансверсальной составляющей скорости и значения круговой скорости. Переработка формул из статьи Нинковича [1] дает уравнение, которое служит для определения третьей безразмерной величины x , являющейся отношением нынешнего расстояния до оси симметрии МП к экстремальному значению расстояния (R_p или R_o). Это уравнение имеет вид

$$\begin{aligned} \varphi^2 x^2 + 2(\beta - 1)^{-1} [x^{1-\beta} - 1] - \varphi^2 &= 0, & \beta \neq 1; \\ \varphi^2 x^2 - 2 \ln x - \varphi^2 &= 0, & \beta = 1. \end{aligned} \quad (2)$$

Здесь, как и в статье Нинковича [1], используется величина β - показатель степени в выражении для кумулятивной массы. Она находится в пределах $0 \leq \beta \leq 3$. Этим пределам соответствуют пределы для показателя степени круговой скорости, которые равны $-1/2$ и 1 , соответственно. Для изучения движений звезд окрестности Солнца удобнее использовать отношение модулей постоянных Оорта (постоянная A в числителе), обозначенное через α . Показатель степени β и отношение α связаны между собой простым выражением

$$\alpha = (3 - \beta)/(\beta + 1). \quad (3)$$

Из последнего выражения легко определить, что значениям $\alpha = 0$ и $\alpha = 3$ соответствуют предельные значения $\beta = 3$ и $\beta = 0$, соответственно.

Так как всегда имеются два вещественных решения для уравнения (2), мы на самом деле получаем минимальное и максимальное расстояния до оси симметрии Z , R_p и R_o , соответственно. Точнее, нами получены отношения нынешнего расстояния к этим двум расстояниям. Наконец, применение формулы (1) даст нам значение эксцентриситета. В данном случае оно будет функцией безразмерной величины α - отношения модулей постоянных Оорта. Еще в статьях [1,2] отмечалось, что орбитальный эксцентриситет для одной и той же звезды увеличивается с убыванием показателя β или, что имеет тот же смысл, с возрастанием отношения α (3). Однако эти замечания основывались только на оценке орбитального эксцентриситета.

По этой причине здесь рассмотрен ряд примеров, где значение эксцентриситета получается как функция α . В результате найдено следующее приближенное соотношение

$$e(\alpha) = e(0) + k \alpha, \quad (4)$$

где, по-прежнему, e - эксцентриситет орбиты, α - отношение модулей постоянных Оорта. Иначе говоря, имеет место простая линейная связь.

В чем смысл формулы (4)? Обратим внимание на то, что для значений $\alpha = 0$ и $\alpha = 3$ уравнение (2) приобретает самый простой вид. Оно

становится алгебраическим рациональным уравнением с показателем степени многочлена, равным 2 ($\beta = 0$) или 4 ($\beta = 3$). Во втором случае уравнение превращается в биквадратное уравнение. Во всех остальных случаях данное уравнение значительно сложнее: например, при $\beta = 2$ оно рационально, но показатель степени многочлена равен 3, а в других случаях оно всегда иррационально, или даже трансцендентно, если $\beta = 1$. Напомним, что переход от β к α делается с помощью соотношения (3). Поэтому, если мы имеем выборку, состоящую из большого числа звезд, то в случае каждой звезды целесообразно определить орбитальный эксцентриситет посредством (2) сначала только для $\alpha = 0$ и $\alpha = 3$, а потом с помощью линейной связи (4) для любого значения отношения α . Ясно, что значение коэффициента k легко определяется из (4):

$$k = [e(3) - e(0)]/3,$$

где $e(0)$ и $e(3)$ представляют собой значения эксцентриситета соответствующие предельным случаям $\alpha = 0$ и $\alpha = 3$.

3. Обсуждение. Возникает вопрос, какое влияние на значения эксцентриситета, получаемые с помощью настоящей процедуры, оказывают принимаемые значения величин, касающихся положения и движения Солнца относительно центра МП. В первую очередь, надо отметить, что расстояние R_0 от Солнца до центра МП не оказывает никакого влияния, потому что расстояния R_1 и R_2 , используемые при определении эксцентриситета, относительны; на самом деле важны только их отношения к R_0 . Что касается значения круговой скорости, его влияние слабо, потому что в описанной выше процедуре мы используем безразмерные величины φ , и Φ (2), где принятое значение круговой скорости влияет на значения и числителя, и знаменателя. Самое большое влияние оказывают составляющие скорости Солнца относительно МСП, причем надо помнить, что здесь учитываются только две компоненты (составляющая скорости по Z не играет никакой роли). Лучше всего это можно показать на примере движения самого Солнца.

Пусть $\alpha = 3$. Будем варьировать только значение составляющей вдоль направления $l = 90^\circ$, $b = 0^\circ$, так как на основании недавно полученных результатов (например, Франсис и Андерсон, [3]; Шенрих и др., [4]) ее значение является менее надежным, чем другой составляющей ($l = 0^\circ$, $b = 0^\circ$). Для эксцентриситета получаются следующие значения: $e = 0.069$ (5,5); $e = 0.113$ (11); в скобках приведены значения упомянутой составляющей в км/с. При получении этих значений эксцентриситета всегда принимались значения 10 км/с скорости Солнца относительно МСП вдоль $l = 0^\circ$, $b = 0^\circ$ и 220 км/с для круговой скорости. Если $\alpha = 0$, то соответствующие значения будут равны $e = 0.0256$ (5,5); $e = 0.0330$ (11).

Для каждого из этих двух случаев формула (4) дает возможность определить значения эксцентриситета, соответствующие промежуточным значениям α (между 0 и 3). Например, во втором случае, если α равняется 1,5, то соответствующее значение эксцентриситета будет 0.073. В качестве примера приводится наиболее широко используемый случай плоской кривой вращения, $\alpha = 1$ (модули постоянных Оорта равны друг другу). Если пользоваться формулой (2), случай $\beta = 1$, значения эксцентриситета для орбиты Солнца были бы: 0.039 (5.5), 0.064 (11). Однако приближение (4) дало бы 0.040 и 0.060, соответственно, причем в качестве входных данных используются значения эксцентриситета, соответствующие значениям α равным 0 и 3, приведенным в начале этого абзаца. Видно что последние значения эксцентриситета совсем мало отличаются от более точных, получаемых с помощью формулы (2). При этом в данном примере имеется только одна звезда, а можно представить себе, что бы случилось если бы предметом обработки была огромная выборка, состоящая из, например, нескольких тысяч звезд. К этому надо добавить, что в случае $\alpha = \beta = 1$ уравнение (2) становится самым сложным (оно трансцендентно) и затрата времени ЭВМ была бы больше всего.

Надо добавить, что линейная связь (4) имеет место не только для почти круговых орбит. Однако ее применение в случае широкого интервала $[R_p, R_g]$ сталкивается с трудностью, поскольку не ясно, насколько имеет смысл для такой ситуации (в МП она бы соответствовала толстому диску) принимать простую зависимость круговой скорости от расстояния и каким является степенной закон.

4. Заключение. В последние годы получено много данных высокого качества, характеризующих движение звезд, находящихся вблизи Солнца, по отношению к центру МП. Поэтому вычисление орбит этих звезд становится важной задачей. Однако тщательное изучение орбит не всегда нужно. Часто надо оценить только элементы орбит. Среди этих элементов эксцентриситет занимает важное место. Процедура его определения, изложенная выше, дает возможность получить эксцентриситет как функцию показателя степени в зависимости круговой скорости от расстояния до центра МП, причем степенной закон используется здесь как локальное приближение.

Настоящая работа сделана в рамках Гранта №176011 "Кинематика и динамика небесных тел и систем" Министерства науки и технологического развития Республики Сербии.

ON THE DETERMINATION OF ORBITAL
ECCENTRICITY

S.NINKOVIĆ

A method to determine an orbital eccentricity as function of the ratio of Oort constants' modules is proposed. This method is applicable to the motion of thin-disc stars, bearing in mind that their motion in the main Galactic plane is almost independent on that perpendicular to the plane. The eccentricity dependence on the ratio of Oort constants' modules is approximately linear that makes possible to determine the eccentricity as function of the ratio of Oort constants' modules using by samples containing many stars from the Solar neighborhood with high-quality data.

Key words: *stars:orbital eccentricities*

ЛИТЕРАТУРА

1. С.Нинкович, *Астрофизика*, 24, 411, 1986.
2. S.Ninković, *Astrophys. Space Sci.*, 136, 299, 1987.
3. C.Francis, E.Anderson, *New Astronomy*, 14, 615, 2009.
4. R.Schönrich, J.Binney, W.Dehnen, *Mon. Notic. Roy. Astron. Soc.*, 403, 1829, 2010.

CONTENTS

Five supernova survey galaxies in the southern hemisphere. II. The Supernova rates	
<i>A.A.Hakobyan, A.R.Petrosian, G.A.Mamon, B.McLean, D.Kunth, M.Turatto, E.Cappellaro, F.Mannucci, R.J.Allen, N.Panagia, M.Della Valle</i>	337
Survey of H α emission in 30 nearby dwarf galaxies	
<i>S.S.Kaisin, I.D.Karachentsev, E.I.Kaisina</i>	353
On the variability of the spectrum of the galaxy Kaz 701	
<i>M.A.Kazarian, G.V.Petrosyan</i>	371
New type of extragalactic objects?	
<i>J.A.Stepanian, V.L.Afanas'ev</i>	379
Environmental dependence of other properties of main galaxies at fixed luminosity	
<i>Xin-Fa Deng, Yong Xin, Cheng-Hong Luo, Ping Wu</i>	397
Abnormal flare activity of blazar 3C454.3 in 2005-2011	
<i>A.E.Vol'vach, A.M.Kur'kin, L.N.Vol'vach, M.G.Larionov, A.Lakhteenmaki, M.Tornikoski, E.Nieppola, P.Savolainen, J.Tammi, M.F.Aller, H.D.Aller</i>	405
Radio emission from stars projected on the cluster of galaxies A3487	
<i>N.M.Lipovka, A.A.Lipovka</i>	415
Emission stars in Cyg OB7. New flare stars. III	
<i>N.D.Melikian, V.S.Tamazian, A.A.Karapetian, A.L.Samsonyan</i>	423
Compact nebulae cn1 and cn2, connected with infrared star cluster	
<i>A.L.Gyulbudaghian</i>	433
Photometric study of the unusual binary system VSX J052807.9+725606	
<i>N.A.Virgina, I.L.Andronov, K.A.Antoniuk</i>	443
The subsample of white dwarfs of the FBS blue stellar objects	
<i>P.K.Sinamyan, A.M.Mickaelian</i>	455
Temperature and surface gravity of FBS white dwarfs from SDSS	
<i>P.K.Sinamyan</i>	467
Polarized line formation by resonance scattering: The model profiles	
<i>V.M.Loskutov</i>	475
On the vortex structure of a neutron star with neutron triplet superfluidity	
<i>K.M.Shahabasyan, M.K.Shahabasyan</i>	483
On the determination of orbital eccentricity	
<i>S.Ninković</i>	495

ЭМИССИОННЫЕ ЗВЕЗДЫ В Суг ОВ7. НОВЫЕ ВСПЫХИВАЮЩИЕ ЗВЕЗДЫ. III

Н.Д.Меликян, В.С.Тамазян, А.А.Карапетян, А.Л.Самсонян 423

КОМПАКТНЫЕ ТУМАННОСТИ $cn1$ И $cn2$, СВЯЗАННЫЕ С ИНФРАКРАСНЫМИ СКОПЛЕНИЯМИ ЗВЕЗД

А.Л.Гюльбудагян 433

ФОТОМЕТРИЧЕСКОЕ ИССЛЕДОВАНИЕ НЕОБЫЧНОЙ ДВОЙНОЙ СИСТЕМЫ VSX J052807.9+725606

Н.А.Вирнина, И.Л.Андронов, К.А.Антонюк 443

ПОДВЫБОРКА БЕЛЫХ КАРЛИКОВ ГОЛУБЫХ ЗВЕЗДНЫХ ОБЪЕКТОВ FBS

П.К.Синамян, А.М.Микаелян 455

ТЕМПЕРАТУРА И ПОВЕРХНОСТНАЯ ГРАВИТАЦИЯ БЕЛЫХ КАРЛИКОВ FBS ОБЗОРА ИЗ SDSS

П.К.Синамян 467

ПОЛЯРИЗАЦИЯ ВЫХОДЯЩЕГО РЕЗОНАНСНОГО ИЗЛУЧЕНИЯ: МОДЕЛЬНЫЕ ПРОФИЛИ

В.М.Лоскутов 475

О ВИХРЕВОЙ СТРУКТУРЕ НЕЙТРОННОЙ ЗВЕЗДЫ С УЧЕТОМ ТРИПЛЕТНОЙ СВЕРХТЕКУЧЕСТИ НЕЙТРОНОВ

К.М.Шахабасян, М.К.Шахабасян 483

К ОПРЕДЕЛЕНИЮ ОРБИТАЛЬНОГО ЭКСЦЕНТРИСИТЕТА

Слободан Нинкович 495